

Biblioteka
U. M. K.
Toruń

017977
3

017977

POSTĘPY ASTRONOMII

CZASOPISMO

POŚWIĘCONE UPOWSZECHNIANIU

WIEDZY ASTRONOMICZNEJ

✓
TOM III — ZESZYT 1

1 9 5 5

PAŃSTWOWE WYDAWNICTWO NAUKOWE



SPIS TREŚCI ZESZYTU 1

Wł. Zonn, O niektórych konsekwencjach „kłaczkowości“ materii międzygwiazdowej	3
---	---

Z PRACOWNI I OBSERWATORIÓW

W. Iwanowska, Prace nad zagadnieniem cech fizycznych podsystemów gwiazdnych prowadzone w ośrodku toruńskim	14
M. Karpowicz, Badania obrotu Układu Lokalnego	18
K. Kordylewski, 33 lata obserwacji zakryć gwiazd przez Księżyc w Krakowie	20
J. Mergentaler i J. Paciorkówna, Rozbłyśki chromosferyczne i pola magnetyczne plam słonecznych	22
W. Opalski, O niezależności runu mikrometrów optycznych od miejsca limbuse	23
A. Opolski, Paralaksy spektrofotometryczne 43 gwiazd wizualnie podwójnych	23
A. Opolski, Rozmiary Cefeid i ich wielkości absolutne	24
T. Przytkowski, Postęp techniczny między przyrządami astronomicznymi Kopernika, Brahego i Heweliusza	24
K. Rudnicki, Wieloprądowa teoria dynamiczna Galaktyki	27
K. Rudnicki, O zmianach w elipsoidzie prędkości gwiazd przy zwiększaniu odległości od płaszczyzny równikowej Galaktyki	28
K. Rudnicki, Wpływ przesuwania się ciemnej materii na zmiany jasności gwiazd	30
R. Szafraniec, Empiryczny związek między granicami błędów w metodzie kalkowej i błędem średnim	31
H. Tomasiak, Poszukiwanie kryteriów populacji z widm małej dyspersji	35
Wł. Zonn, O badaniach „łańcuszkowości“ w rozkładzie gwiazd na niebie	35
Wł. Zonn, O rozmieszczeniu materii międzygwiazdowej w sąsiedztwie Słońca	36

(ciąg dalszy na str. III. okładki)

POLSKA AKADEMIA NAUK
KOMITET ASTRONOMII

POSTĘPY ASTRONOMII

KWARTALNIK

TOM III — ZESZYT I

KRAKÓW • STYCZEŃ — MARZEC 1955

PAŃSTWOWE WYDAWNICTWO NAUKOWE

KOLEGIUM REDAKCYJNE

Redaktor Naczelny:

Stefan Piotrowski, Warszawa

Członkowie:

Józef Witkowski, Poznań

Władysław Tęcza, Kraków

Włodzimierz Zonn, Warszawa

Adres Redakcji: Kraków 2, plac Na Groblach 8 m. 4



PAŃSTWOWE WYDAWNICTWO NAUKOWE — DZIAŁ CZASOPISM
Warszawa 1, ul. Krakowskie Przedmieście 79

Nakład 831 + 104 egz.	Podpisano do druku 6. III. 1955
Arkuszy wyd. 4,5, ark. druk. 3,5	Druk ukończono w marcu 1955
Papier druk. sat. 70 g, kl. V, 70×100	Nr zamówienia 500/54
Do składania 26. XI. 1954	Cena zł 5.— M-6-1597

KRAKOWSKA DRUKARNIA NAUKOWA KRAKÓW UL. CZAPSKICH 4

O niektórych konsekwencjach «kłaczkowości» materii międzygwiazdowej

WŁODZIMIERZ ZONN

Obserwatorium Uniwersytetu Warszawskiego

Jakkolwiek od chwili odkrycia „kłaczkowości“ w budowie materii międzygwiazdowej upływa przeszło 10 lat, to jednak nie wydaje się, aby astronomowie należycie doceniali znaczenie tego odkrycia i jego konsekwencje w wielu dziedzinach astronomii gwiazdowej. Trudno doprawdy zrozumieć powody tego stanu rzeczy. Przyczyną tego jest być może brak zaufania do samego odkrycia czy też brak należytej oceny jego znaczenia, zwłaszcza w dotychczasowych metodach badawczych... Tak czy inaczej, odkrycie to pozostało dotychczas prawie że nie zauważone*, mimo swego niewątpliwie dużego znaczenia w astronomii gwiazdowej.

Celem tego artykułu jest właśnie zwrócenie uwagi zarówno na samo odkrycie, jak też na jego konsekwencje, których zasięg jest — zdaniem autora — bardzo rozległy i których uwzględnienie może nie jedno zmienić w naszych dotychczasowych poglądach na budowę Galaktyki.

Aby czytelnicy mogli nie tylko ocenić te konsekwencje, lecz również odpowiednio ustosunkować się do wiarygodności samego odkrycia, przedstawię najprzód, w pewnym oczywiście skrócie, historię tego zagadnienia, uprzedzając od razu na wstępie, że mowa będzie tylko o składowej pyłowej materii międzygwiazdowej. Ta składowa bowiem jest odpowiedzialna za zjawisko ekstynkcji promieniowania gwiazd, zwane powszechnie ogólną absorpcją międzygwiazdową, jak też i za zjawisko „poczerwienienia“ gwiazd, zwane absorpcją selektywną. Składowa gazowa materii międzygwiazdowej powoduje wprawdzie również zjawisko ekstynkcji jak też i poczerwienienia promieniowania gwiazd, jednak w tak małym stopniu, że praktycznie biorąc możemy ją traktować jako nieczynną w tym procesie**.

* Jaskrawą ilustracją tego stosunku do odkrycia, o którym mowa, jest m. in. fakt, że w 600-stronicowej monografii R. J. Trumplera i H. F. Weavera *Statistical Astronomy* z roku 1953 nie znajdujemy nawet wzmianki o „kłaczkowości“ materii międzygwiazdowej.

** Składowa gazowa materii międzygwiazdowej ma również budowę „kłaczkową“, jakkolwiek nie mamy jeszcze dokładniejszych danych co do średnich rozmiarów pojedynczego obłoku ani co do rozmieszczenia przestrzennego tych obłoków.

Otóż od dawna wiadano już, że w naszym najbliższym otoczeniu znajdują się ciemne obłoki materii międzygwiazdowej, które można bezpośrednio zobaczyć na zdjęciach wielu okolic Drogi Mlecznej. Tego rodzaju obłoki wykrył w swoim czasie E. B a r n a r d na robionych przez siebie słynnych zdjęciach nieba. Wkrótce potem M. W o l f podał prostą, aczkolwiek mało dokładną, metodę wyznaczania odległości i rozmiarów tego rodzaju ciemnych obłoków, opartą na zliczeniach gwiazd w obszarze zajmowanym przez obłok i w obszarze „porównawczym“ sąsiadującym z tym i wolnym od materii międzygwiazdowej. Metodę Wolfa wkrótce udoskonalili A. P a n n e k o e k i W. O g o r o d n i k o w, jednak prace ich straciły wkrótce na aktualności dlatego, że znalezienie obszaru porównawczego stało się praktycznie biorąc niemożliwe. Chodzi o to, że — jak to wykazał R. J. T r u m p l e r — materia międzygwiazdowa zajmuje znacznie większe obszary, niż to dotychczas przypuszczano. Z prac Trumplera wynikało, że w pierwszym przybliżeniu zajmuje ona cały obszar równikowy naszej Galaktyki, ponieważ w tym obszarze wartość absorpcji jest proporcjonalna do odległości obiektów, których promieniowanie ulega absorpcji. Wtedy powstało przekonanie, że istnieją dwa rodzaje ciemnej materii w naszej Galaktyce: jeden rodzaj, zajmujący właśnie cały obszar równikowy naszej Galaktyki, mający budowę ciągłą, i drugi — występujący w formie oddzielnych dużych obłoków o większej gęstości, wykazujących stosunkowo dużą absorpcję.

Wielu astronomów zajmowało się wyznaczaniem właściwości fizycznych tego pierwszego rodzaju materii międzygwiazdowej. Z prac tych wynikało między innymi, że materia międzygwiazdowa „ciągła“ jest złożona głównie z cząstek metalicznych, najprawdopodobniej cząstek żelaza o przeciętnej średnicy 10^{-5} cm. Ustalono, że średnio współczynnik absorpcji tej materii (wartość absorpcji przypadającej na jednostkę długości) wynosi około $0^m,70$ na kiloparsek w dziedzinie fotograficznej i $0^m,50$ w dziedzinie wizualnej, że całkowita absorpcja w kierunku prostopadłym do płaszczyzny równika galaktycznego wynosi około $0^m,60$ w dziedzinie fotograficznej, że wartość absorpcji jest odwrotnie proporcjonalna do długości fali promieniowania absorbowanego i że wobec tego stosunek tzw. nadwyżki barwy * (wywołanej absorpcją selektywną) do absorpcji w dziedzinie fotograficznej wynosi 1 : 4.

Jako jeden z pierwszych podniósł sprawę struktury materii międzygwiazdowej B. W. K u k a r k i n **. Na drodze dość prostego rozumowa-

* Nadwyżką barwy nazywamy różnicę pomiędzy wskaźnikiem barwy obserwowanym i teoretycznym, wynikającym ze znajomości temperatury panującej na powierzchni gwiazdy.

** Доклады Академии Наук СССР XLII, No 6 str. 251 (1944).

nia wykazał on, że materia ta ma budowę nieciągłą, i wyznaczył parametry charakteryzujące jej budowę.

Założył przy tym, że materia międzygwiazdowa jest rozłożona w naszej Galaktyce tak, że powierzchnie jednakowej gęstości tej materii są płaszczyznami równoległymi do płaszczyzny równika galaktycznego. Założył ponadto, że gęstość tej materii dość szybko spada w miarę oddalania się od równika galaktycznego, tak że gwiazdy oddalone od niego o więcej niż 500 parseków znajdują się praktycznie biorąc poza materią międzygwiazdową. Oba te założenia miały dostateczne usprawiedliwienie w obserwacjach wielu poprzedników Kukarkina.

Z założeń tych wynika, że dla wspomnianych gwiazd wartość średniej nadwyżki barwy \bar{E} musi spełniać zależność

$$\bar{E} = E_0 \operatorname{cosec} b,$$

gdzie E_0 jest średnią nadwyżką barwy w kierunku bieguna galaktycznego, b — szerokością galaktyczną badanych obiektów.

Gdyby materia międzygwiazdowa tworzyła ośrodek ciągły, dyspersja σ obserwowanych nadwyżek barw nie zależałaby od szerokości galaktycznej, ponieważ byłaby wynikiem nieuniknionych błędów obserwacyjnych oraz dyspersji „rzeczywistych“ (nie skażonych wpływem materii międzygwiazdowej) wskaźników barw obiektów obserwowanych. Oba te czynniki nie zależą od szerokości galaktycznej. Zatem dyspersja obserwowana spełniałaby zależność

$$\sigma^2 = \text{const.}$$

Jeśli natomiast przyjmiemy, że materia międzygwiazdowa tworzy poszczególne skupiska (obłoki), wówczas, jak się zaraz przekonamy, dyspersja obserwowana musi zależeć od szerokości galaktycznej obiektów obserwowanych. Istotnie, liczba x obłoków na drodze pomiędzy obserwatorem a obiektem, którego wskaźnik barwy badamy, będzie zmienną losową o prawdopodobieństwie $p(x)$, które w naszym przypadku wyrazi się wzorem Poissona, ponieważ średnia liczba λ obłoków przeciętych jest na ogół nieduża, rzędu 10. Zatem

$$p(x) = e^{-\lambda} \frac{\lambda^x}{x!} \quad (1)$$

Wiemy, że w rozkładzie Poissona kwadrat dyspersji Σ^2 równa się średniej wartości λ

$$\Sigma^2 = \lambda.$$

Mnożąc obie strony przez e_0^x , gdzie e_0 jest średnią nadwyżką barwy w jed-

nym obłoku, otrzymamy dyspersję σ_0 wyrażoną w wielkościach gwiazdowych:

$$\sigma_0^2 = e_0^2 \Sigma^2 = e_0^2 \lambda.$$

Wyrażenie $e_0 \lambda$ jest oczywiście średnią nadwyżką barwy \bar{E} w danym kierunku. Zatem

$$\sigma_0^2 = e_0 \bar{E} = e_0 E_0 \operatorname{cosec} b.$$

Gdyby w grę wchodziła tu tylko dyspersja liczby obłoków na drodze od gwiazdy do obserwatora, obserwowana dyspersja nadwyżek barw równałaby się σ_0 . Tymczasem do głosu dochodzą jeszcze błędy obserwacji. Wobec tego kwadrat obserwowanej dyspersji σ równa się sumie kwadratów dyspersji „prawdziwej“ σ_0 i błędu średniego m obserwacji. Zatem

$$\sigma^2 = e_0 E_0 \operatorname{cosec} b + m^2 \quad (2)$$

Wyznaczając wartość dyspersji w poszczególnych szerokościach galaktycznych można przede wszystkim przekonać się, które z poczynionych założeń jest słuszne, ponieważ w pierwszym przypadku dyspersja nie zależy od b , w drugim zaś zależy w sposób podany przez wzór (2).

Kukarkin na podstawie dokładnych nadwyżek barw uzyskanych przez Stebbinsa, Huffera i Whitforda na drodze fotoelektrycznej stwierdził, że dla gwiazd dalekich od płaszczyzny równika galaktycznego spełniona jest zależność (2), a zatem materia międzygwiazdowa ma wyraźną budowę „kłaczkowatą“. Z wielu równań typu (2) wyznaczył on metodą najmniejszych kwadratów wartość $e_0 E_0$, równą $0^m,000650$. Ponieważ wartość E_0 na podstawie tychże obserwacji wynosiła $E_0 = 0^m,024$, zatem na e_0 otrzymał Kukarkin $0^m,027$ w układzie wskaźników barw Stebbinsa, Huffera i Whitforda. A że w tym układzie absorpcja ogólna przewyższa 12,5 razy absorpcję selektywną, zatem średnia absorpcja ogólna fotograficzna w jednym obłoku materii międzygwiazdowej wynosi $a = 0^m,34$.

Podobną w zasadzie metodę zastosował w rok później P. P. Parenago* do obiektów leżących blisko płaszczyzny równikowej Galaktyki (a więc pominiętych w badaniach Kukarkina) otrzymując $a = 0^m,27$.

Autor artykułu** badając gwiazdy w polach Kapteynowskich, dla których T. Elvius*** otrzymał dość dokładne nadwyżki barw i jasności absolutne, doszedł podobną metodą do średniej nadwyżki barwy w jednym obłoku $e_0 = 0^m,06 \pm 0^m,01$ (w układzie międzynarodowych wskaźników barw). Ponieważ w tym przypadku stosunek absorpcji selektywnej (nadwyżki barwy) do absorpcji ogólnej wynosi około 1 : 4, na wartość a otrzymujemy $0^m,24 \pm 0^m,04$.

* *Астрономический Журнал* XXI, str. 144 (1945).

** Praca w przygotowaniu do druku.

*** *Stockholms Obs. Annaler* 16 No 1 (1951).

Na podstawie tego rodzaju danych P. P. Parenago obliczył średni promień \bar{r} jednego obłoku, przyjmując, że w naszym najbliższym otoczeniu liczba obłoków znajdujących się w jednym parseku sześciennym jest równa $7 \cdot 10^{-4}$ (wartość wynikająca z przeliczeń najbliższych ciemnych obłoków, wykrywanych metodą Wolfa lub metodami podobnymi). Obliczenia Parenago przedstawimy tu w nieco uproszczonej formie, przyjmując, że obłoki są kulami o jednakowym promieniu równym \bar{r} .

Z rachunku prawdopodobieństwa wiemy, że wartość średnia odcinka wewnątrz kuli przy przecięciu kuli płaszczyzną prostych równoległych wynosi $\frac{4}{3} \bar{r}$. Jeśli przez α oznaczymy absorpcję przypadającą na jednostkę drogi wewnątrz kuli, to na średnią absorpcję w jednej kuli otrzymamy $\alpha = \frac{4}{3} \alpha \bar{r}$. Zakładając następnie, że każda z napotykanym kul ma jednako-
kowe własności optyczne i oznaczając przez $D(0) = 7 \cdot 10^{-4}$ liczbę obłoków w jednostce objętości, otrzymujemy następujące dwa równania

$$\frac{4}{3} \alpha \bar{r} = 0,25, \quad \frac{4}{3} \pi \alpha \bar{r}^3 D(0) = 0,0035.$$

Pierwsze z nich jest po prostu stwierdzeniem faktu, że średnia absorpcja w jednym obłoku wynosi $0^m,25$.

Do drugiego równania dochodzimy w sposób następujący. Wyobrażamy sobie walec o polu podstawy równym 1 ps^2 i wysokości równej 1 ps . $D(0)$ jest więc liczbą obłoków w nim zawartych. Wyobrażamy sobie następnie, że obłoki o kształcie kulistym zdeformowaliśmy tak, by one ułożyły się w jedną warstwę ciągłą. Zabieg ten nie zmieni oczywiście łącznej absorpcji, która, jak wiemy skądinąd, wynosi $0^m,0035$ na parsek (współczynnik absorpcji w pobliżu Słońca w płaszczyźnie równika galaktycznego). Łączna zaś objętość tych obłoków wynosić musi $D(0) \frac{4}{3} \pi \bar{r}^3$ i taką będzie wysokość tej warstwy ciągłej. Zatem absorpcja w tej warstwie wyniesie

$$\frac{4}{3} \pi \bar{r}^3 D(0) \alpha.$$

Rozwiązując omawiane dwa równania z dwiema niewiadomymi znajdujemy

$$\bar{r} = 2,5 \text{ ps} \quad ; \quad \alpha = 0^m,075 \text{ ps}^{-1}.$$

Taki więc jest średni promień obłoku i średnia absorpcja na parsek wewnątrz obłoku.

Wartość absorpcji średniej w jednym obłoku wyznaczał również W. A. A m b a r c u m i a n * korzystając z przeliczeń galaktyk w różnych obszarach nieba i badając fluktuacje otrzymanych z obserwacji liczb galaktyk

* Доклады Академии Наук. АрмССР. 6, 105 (1947) Transactions Intern. Astr. Union VII. 462(1950). Сообщения Бюроканской Обсерватории 6, str. 3—61 (1951).

w różnych kierunkach. Metoda Ambarcumiana, niewątpliwie najdokładniejsza i najpewniejsza, dała w wyniku $a = 0^m,25$. Nie przedstawiamy jej tutaj szczegółowo jedynie dlatego, że jej zrozumienie wymaga dość gruntownej znajomości rachunku prawdopodobieństwa.

Przejdę obecnie do pobieżnego naszkicowania niektórych tylko wniosków wynikających z cytowanych publikacji — niektórych, dlatego, że całość tego zagadnienia wymagałaby bardzo gruntownego opracowania i jest w tej chwili jeszcze sprawą przyszłości. Obecnie chodzi mi jedynie o wskazanie pewnych tylko zagadnień, aby w ten sposób zwrócić uwagę czytelników na znaczenie tych wniosków, pobudzić inwencję i zachęcić ich do badań w tym właśnie kierunku.

Rozpatrzmy na przykład zagadnienie rozmieszczenia materii międzygwiazdowej w naszym sąsiedztwie — sprawę dość istotną we wszystkich zagadnieniach statystyki gwiazdowej, jak również w zagadnieniach kosmologicznych.

Dotychczas większość badaczy rozwiązywała to zagadnienie w ten sposób, że badano nadwyżki barw gwiazd o różnych jasnościach m leżących w pewnym kierunku. Grupując następnie gwiazdy o jednakowym module odległości $m - M$ przyjmowano, że gwiazdy te leżą, praktycznie biorąc w jednakowej odległości od nas, zatem ich średnią nadwyżkę barwy E można traktować jako wartość reprezentującą rozkład gęstości materii międzygwiazdowej między obserwatorem a tą grupą gwiazd. Dokładniej mówiąc, rozkład gęstości $D(r)$ materii międzygwiazdowej znajdowano z rozwiązywania równania:

$$\bar{E} = C \int_0^r D(r) dr,$$

gdzie r jest odległością odpowiadającą modułowi $m - M$, C — współczynnikiem proporcjonalności, nieistotnym wtedy, gdy chodzi o gęstość względną.

W takim postępowaniu tkwią dwa błędy. Pierwszy, mniej istotny, polega na tym, że gwiazdy o jednakowym module $m - M$ nie leżą w jednakowej odległości od nas. Jedynie w przypadku użycia wartości m wolnych od wpływów absorpcji międzygwiazdowej byłoby to słuszne. W przeciwnym wypadku mamy do czynienia z grupą gwiazd wykazującą dużą dyspersję odległości ze względu na dużą dyspersję m wywołaną z kolei dużą dyspersją wartości absorpcji międzygwiazdowej; średnia odległość \bar{r} grupy gwiazd nie równa się wcale wartości r obliczonej ze wzoru:

$$m - M = 5 \log r - 5 + \overline{Abs},$$

gdzie \overline{Abs} jest średnią absorpcją międzygwiazdową odpowiadającą danej grupie.

Drugi błąd, bardziej istotny, polega na tym, że „kłaczkowość“ materii międzygwiazdowej wywołuje efekt selekcji gwiazd o małej nadwyżce barwy, co automatycznie zmniejsza średnią nadwyżkę barwy każdej grupy gwiazd.

Istotnie, wyobraźmy sobie grupę gwiazd w odległości r od obserwatora. Wśród nich będziemy obserwowali tylko te, dla których absorpcja jest mała. Gwiazdy, których promieniowanie ulega silnej absorpcji (i których nadwyżki barw są duże) będą miały jasność wykraczającą poza zasięg instrumentu lub jasność graniczną katalogu; będą zatem wyłączone z obserwacji. W ten sposób otrzymamy zawsze „zaniżoną“ wartość średnią nadwyżki barw, tym silniej, im bliżej będziemy jasności granicznej m_0 katalogu lub instrumentu. Otrzymamy zatem błąd systematyczny średnich nadwyżek barw zmniejszający ich wartość wraz ze wzrostem odległości gwiazd badanych.

Otóż zaproponowałem pewną metodę eliminującą wpływ tego błędu, którą jako przykład tego rodzaju obliczeń tutaj przytoczę*.

Rozpatrujemy gwiazdy leżące w pewnym kierunku, dla których znamy z obserwacji nadwyżki barw E , jasności obserwowane m i absolutne M . Obliczamy $m' - M$, gdzie m' jest jasnością poprawioną ze względu na absorpcję międzygwiazdową, co do której przyjmujemy, że jest proporcjonalna do E , przy tym współczynnik proporcjonalności wynosi R . Zatem $m' = m - RE$. Z zależności $m' - M = 5 \log r - 5$ znajdujemy momentalnie odległości r badanych gwiazd.

Oznaczmy przez x liczbę obłoków przeciętych przez promień idący od danej gwiazdy do nas, przez $p(x)$ — prawdopodobieństwo, że promień ów przetnie x obłoków. W przypadku gwiazd o jasności m' (otrzymanej po odjęciu absorpcji ER od jasności obserwowanej m) liczba obłoków nie może przekroczyć pewnej wartości granicznej x_0 określonej związkiem

$$x < x_0 = \frac{m_0 - m'}{e_0 R},$$

gdzie e_0 jest średnią nadwyżką barwy w jednym obłoku, m_0 jasnością graniczną (katalogu lub instrumentu). Istotnie, z ostatniego związku wynika:

$$e_0 x R \leq m_0 - m', \text{ czyli } m \leq m_0,$$

a więc warunek znalezienia się gwiazdy w materiale obserwacyjnym. Tworząc średnie z gwiazd obserwowanych obejmujemy tylko gwiazdy o $x \leq x_0$, czyli otrzymujemy wartości

* Krótkie streszczenie tej metody zostanie opublikowane w „Postęпах Astronomii“, w cyklu streszczeń referatów wygłoszonych na zjeździe astronomicznym w kwietniu 1954 r. w Krakowie.

$$\bar{E} = \int_0^{x_0} e_0 x p(x) dx.$$

Tymczasem średnia „prawdziwa“ \bar{E}_0 wynosi

$$\bar{E}_0 = \int_0^{\infty} e_c x p(x) dx$$

(średnią otrzymujemy mnożąc wartość nadwyżki barwy $e_0 x$ przez prawdopodobieństwo jej wystąpienia i sumując na wszystkie możliwe wartości x).

W ten sposób otrzymujemy od razu prosty związek

$$\bar{E} = \bar{E}_0 - \int_{x_0}^{\infty} e_c x p(x) dx.$$

Wobec tego, że średnia liczba obłoków materii międzygwiazdowej na drodze do gwiazd niezbyt dalekich jest na ogół nieduża, prawdopodobieństwo $p(x)$ powinno być czymś zbliżonym do rozkładu Poissona: rozkład ten jest jednak funkcją określoną tylko dla całkowitych wartości x , a więc niewygodną do rozważań analitycznych. Można ją aproksymować za pomocą krzywej Gaussa o dyspersji $\sigma^2 = \lambda$, gdzie λ jest średnią liczbą obłoków na drodze od obserwatora do gwiazdy. Gdyby więc tylko wahania w liczbie napotykanym przez promień widzenia obłoków były przyczyną dyspersji, funkcję $p(x)$ napisalibyśmy w formie

$$p(x) = \frac{1}{\sqrt{2\pi\lambda}} e^{-\frac{(x-\lambda)^2}{2\lambda}}.$$

W praktyce jednak dochodzą jeszcze błędy obserwacji, jak też i pewien rozrzut nadwyżek barw wywołanych tym, że stosunkowo niedokładnie umiemy określić „prawdziwe“ wskaźniki barwy gwiazd. Przyjmując, że fluktuacje wywołane tymi obu czynnikami podlegają również prawu Gaussa, a zatem ich kwadraty się dodają, otrzymamy:

$$p(x) = \frac{1}{\sqrt{2\pi(\lambda + \mu^2)}} e^{-\frac{(x-\lambda)^2}{2(\lambda + \mu^2)}}.$$

Mamy więc w końcu:

$$\bar{E}_0 = \lambda e_0 = \bar{E} + \frac{1}{\sqrt{2\pi(\lambda + \mu^2)}} \int_{x_0}^{\infty} e_0 x e^{-\frac{(x-\lambda)^2}{2(\lambda + \mu^2)}} dx = \bar{E} + c(\lambda, x_0),$$

a więc równanie z jedną niewiadomą λ

$$\lambda e_0 = \bar{E} + c(\lambda, x_0)$$

(ponieważ wartości x_0 są znane dla grup gwiazd o jednakowym m').

Nie będę wchodził tu w szczegóły rachunkowe dotyczące rozwiązywania tego równania, które najwygodniej daje się rozwiązać metodą kolejnych przybliżeń. Przyjmujemy tu za znane a priori ϵ_0 oraz μ^2 . Możemy nawet nie przyjmować tych wielkości jako znane a priori, lecz otrzymać je z wyrównania danych dotyczących gwiazd bliskich. Nie jest to w tym przypadku istotne.

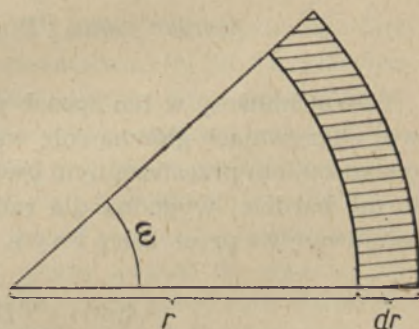
Wyniki uzyskane przez zastosowanie tej metody, jak tego należało oczekiwać, zmieniły nieco nasze dane o rozmieszczeniu materii międzygwiazdowej w najbliższym otoczeniu Słońca. Okazało się, że jej gęstość spada wolniej w kierunku równika galaktycznego, niż to wynikało z prac dawnych. Bylibyśmy w tej chwili raczej skłonni zaliczyć materię międzygwiazdową do podsystemów pośrednich; ostateczna decyzja w tej sprawie zapadnie jednak po zbadaniu innych parametrów decydujących o przynależności tych czy innych tworów do takiego czy innego podsystemu — przede wszystkim po zbadaniu rozkładu gęstości tej materii w płaszczyźnie równika galaktycznego oraz ruchów obłoków materii międzygwiazdowej.

Odkrycie „kłaczkowatości“ materii międzygwiazdowej powinno zmienić nie tylko nasze wiadomości o rozmieszczeniu samej materii w naszym otoczeniu, lecz także i o rozmieszczeniu gwiazd w naszym otoczeniu, ponieważ obecność materii międzygwiazdowej odgrywa dość istotną rolę we wszelkich statystycznych badaniach nad rozmieszczeniem gwiazd w Galaktyce.

Otóż dotychczas stosowane metody (analityczne i numeryczne) badań nad rozmieszczeniem gwiazd w naszym otoczeniu opierały się na pewnym równaniu całkowym statystyki gwiazdowej, które wynika z następującego prostego rozumowania:

Wyobrażamy sobie kąt bryłowy ω i warstwę kulistą w tym kącie o odległości r i grubości dr . Liczbą gwiazd znajdujących się w tej warstwie jest wyrażenie $D(r)r^2\omega dr$, gdzie $D(r)$ jest gęstością przestrzenną gwiazd (liczbą gwiazd zawartych w jednostce objętości) w odległości r od obserwatora. Wyrażenie $r^2\omega dr$ jest po prostu objętością elementu wyciętego kątem bryłowym ω w warstwie kulistej.

Wśród tych gwiazd pewna część $\varphi(M)$ * ma jasność absolutną zawartą w przedziale $M, M + dM$. Znaczy to, że liczba gwiazd $adMdr$ zawartych



Rys. 1. Przekrój przez warstwę kulistą

* $\varphi(M)$ jest to tzw. funkcja świecenia (*luminosity function*) odgrywająca dużą rolę tak w astronomii gwiazdowej, jak i w innych zagadnieniach astronomii.

w rozważanym elemencie objętości i mających jasność absolutną zawartą między M i $M + dM$ wynosi

$$adMdr = D(r)\varphi(M)r^2\omega dMdr. \quad (3)$$

Dawniej przyjmowano, że wszystkie gwiazdy znajdujące się w tej warstwie kulistej ulegają jednakowej absorpcji międzygwiazdowej, zatem wyrażenie (3) przedstawiało jednocześnie liczbę gwiazd znajdujących się w rozpatrywanej warstwie i posiadających obserwowaną jasność zawartą w przedziale $m, m + dm$, gdzie m i M wiązała znana wszystkim zależność

$$M = m - 5 \log r + 5 - Abs(r).$$

Tutaj $Abs(r)$ oznacza właśnie absorpcję międzygwiazdową wyrażoną w wielkościach gwiazdowych odpowiadającą odległości r . Wobec tego przy $r = \text{const}$, $dM = dm$ wyrażenie (3) możemy przepisać w postaci:

$$admdr = D(r)\varphi[m - 5 \log r + 5 - Abs(r)]r^2\omega dmdr, \quad (4)$$

liczbę zaś wszystkich gwiazd $A(m)dm$ (w danym kącie bryłowym) o jasności obserwowanej zawartej w przedziale $m, m + dm$ otrzymamy całkując to wyrażenie względem r w granicach od zera do nieskończoności

$$A(m)dm = dm\omega \int_0^{\infty} D(r)\varphi[m - 5 \log r + 5 - Abs(r)]r^2 dr, \quad (5)$$

Otrzymaliśmy w ten sposób podstawowe równanie statystyki gwiazdowej odgrywające główną rolę we wszystkich niemalże badaniach nad rozmieszczeniem przestrzennym gwiazd. Zazwyczaj równaniu temu nadaje się formę bardziej wygodną dla rachunków numerycznych (w metodach zainicjowanych przez Kapteyna i zmodyfikowanych przez Boka):

$$A(m) = \sum_{i=0}^{\infty} D_i \varphi(m - 5 \log r_i + 5 - Abs_i) \Delta V_i, \quad (6)$$

gdzie przyjmuje się, że $dm = 1$; ΔV_i oznacza objętość odpowiedniej warstwy. Z tego typu równań, za pomocą znanego schematu Kapteyna—Boka znajduje się wartość $D(r)$ dla różnych r^* .

Wobec „kłaczkowatości“ materii międzygwiazdowej związki (4), (5) i (6) zmienić muszą swój kształt.

Gwiazdy leżące w jednej warstwie ulegają niejednakowej absorpcji; zatem liczba gwiazd $a dm dr$ znajdujących się w rozpatrywanej warstwie i posiadających jasność obserwowaną zawartą w przedziale m ,

* Dość wyczerpujące informacje dotyczące badań opartych na schemacie Kapteyna—Boka znajdzie czytelnik w przystępnie napisanej książce B. Boka *The distribution of the Stars in Space* str. 26 i dalsze (1937).

$m + dm$ powinna wynosić

$$a dm dr = D(r) r^2 \omega dm dr \int_0^{\infty} \varphi(m - 5 \log r + 5 - a_0 x) p(x) dx, \quad (4')$$

ponieważ pomiędzy M i m obecnie zachodzi związek

$$M = m - 5 \log r + 5 - a_0 x,$$

gdzie prawdopodobieństwem wystąpienia x obłoków na drodze od danej warstwy do obserwatora rządzi prawo $p(x)$; a_0 oznacza średnią absorpcję w jednym obłoku.

Konsekwentnie, na liczbę wszystkich gwiazd o jasności obserwowanej zawartej w przedziale m , $m + dm$ otrzymamy wyrażenie

$$A(m) dm = \omega dm \int_0^{\infty} \int_0^{\infty} D(r) r^2 \varphi(m - 5 \log r + 5 - a_0 x) p(x) dx dr, \quad (5')$$

inne niż (5). We formie numerycznej tego równania również nastąpi zmiana, ponieważ wyrażenie (6) przyjmie obecnie postać

$$A(m) = \sum_{i=0}^{\infty} D_i \Delta V_i \sum_{x=0}^{\infty} \varphi(m - 5 \log r_i + 5 - a_0 x) p(x). \quad (6')$$

Jasną jest rzeczą, że stosując równania (5') lub (6') do wyznaczeń $D(r)$ otrzymamy inne wyniki, niż posługując się równaniami (5) lub (6), niezależnie od tego jaki kształt ma funkcja $p(x)$. Uwzględnienie więc „kłaczkowatości“ materii międzygwiazdowej musi wywołać pewne zmiany w dotychczasowym wyobrażeniu o rozmieszczeniu gwiazd w naszym najbliższym otoczeniu. Musimy więc dokonać generalnej rewizji wszystkich wyników dotychczasowych, ustalić dane nowe i na nich oprzeć wszystkie dalsze wnioski dotyczące np. przynależności tej czy innej grupy gwiazd do tego czy innego podsystemu. Ulegną też zmianie dane dotyczące potencjału Galaktyki i związane z tym wnioski o charakterze dynamicznym i kosmogonicznym. Wydaje się, iż to właśnie jest zadaniem najbliższym dla adeptów astronomii gwiazdowej.

Artykuł niniejszy, jak wspomniałem już, nie pretenduje do wyczerpania tematu; przeciwnie, jego celem jest jedynie wysunięcie pewnych sugestii, pewnych myśli, pobudzenie innych do podjęcia prac w kierunku, który autorowi wydaje się interesujący i pożyteczny. Przewidywanie wyników przyszłych badań jest z reguły czymś wysoce niepewnym i ryzykownym; jednocześnie jest jednak chyba czymś niezbędnym w rozwoju nauki. Dlatego też autor artykułu podjął tego rodzaju inicjatywę, zdając sobie jednocześnie sprawę z ryzyka, które tu ponosi i ostrzegając czytelników przed zbyt bezkrytycznym przyjmowaniem wszystkich jego wywodów.

Z PRACOWNI I OBSERWATORIÓW

(Streszczenie referatów wygłoszonych na IV Zjeździe Naukowym
Polskiego Towarzystwa Astronomicznego; Kraków, kwiecień 1954)

Prace nad zagadnieniem cech fizycznych podsystemów gwiazdnych prowadzone w ośrodku toruńskim

W. IWANOWSKA

Wybór zagadnienia podsystemów gwiazdnych jako naczelnego problemu prac naukowo-badawczych Obserwatorium Toruńskiego skryształizował się jeszcze w r. 1946; nie mieliśmy wówczas ani jednej lunety, a całą naszą bibliotekę stanowiło około 20 książek przygodnie zebranych. Toteż pierwsze materiały zdobywaliśmy za granicą: w Szwecji (Saltsjöbaden) w r. 1947 i w Stanach Zjednoczonych (McDonald) w r. 1948/9, gdzie uzyskałam obfite materiały zdjęć widm gwiazd szybkich klas F, G, K, oraz gwiazd typu RR Lyrae. Dalsze prace prowadzi się za pomocą skromnej własnej aparatury, którą stanowią 20 cm astrograf Drapera oraz 30 cm kamera Schmidta z pryzmatami obiektywowymi. Dotychczas wykonano w sekcji astrofizyki 5 prac:

1. W. Iwanowska, Badania spektrofotometryczne gwiazd szybkich.
2. H. Tomasiak, Fotograficzne gradienty gwiazd szybkich.
3. W. Iwanowska, Badania spektrofotometryczne gwiazd typu RR Lyrae.
4. C. Iwaniszewska, Cechy fizyczne i kinematyczne gwiazd typu RR Lyrae.
5. H. Tomasiak, Kryteria spektrofotometryczne populacji w klasach F, G, K, w małej dyspersji*.

Równolegle sekcja astronomii gwiazdowej (prof. Dziewulski) prowadzi badania rozmieszczenia i ruchów gwiazd różnych podsystemów. Główne wyniki prac astrofizycznych przedstawiają się, jak następuje:

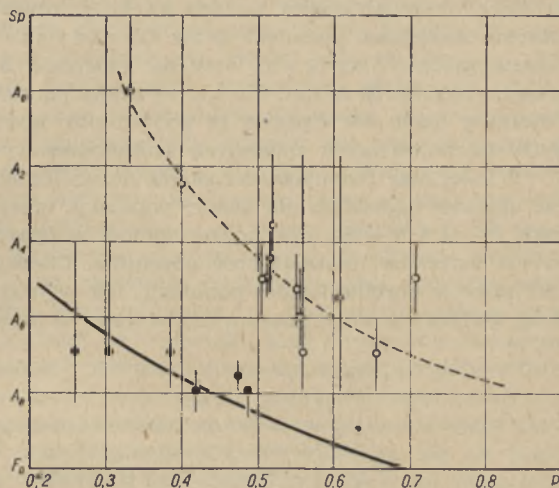
1. Podstawy podziału na populacje lub podsystemy

Jak wiadomo, do podziału na populacje (Baade) lub podsystemy (Lindblad, Kukarkin i Parenago) dochodzimy bądź od strony wykresu Hertzsprung-Russella, bądź od strony rozmieszczenia i kinematyki gwiazd, bądź wreszcie od strony spektroskopii. Nie zawsze te podziały pokrywają się z sobą, chociaż muszą mieć jakieś wspólne podłoże. Tym podłożem, podstawą zróżnicowania populacji i podsystemów gwiazd, jest, naszym zdaniem, miejsce (i czas) urodzenia gwiazd. Na pytanie, czy zmienność populacji ma charakter ciągły, czy dyskretny i ile jest populacji, należy odpowiedzieć, że stan fizyczny i skład chemiczny materii, z której powstają gwiazdy, jest funkcją ciągłą miejsca i czasu, dlatego też w zasadzie mają słuszność ci, którzy uważają, że populacji* jest nieskończenie wiele, że jest to wariacja ciągła. Jednak w budowie Galaktyki istnieją zagęszczenia materii, które w pierwszym przybliżeniu możemy podzielić na jądro i ramiona spirali. Z tym samym przybliżeniem i odpowiednio do tego można powiedzieć, że istnieją dwie populacje: centralna (II) i peryferyjna (I).

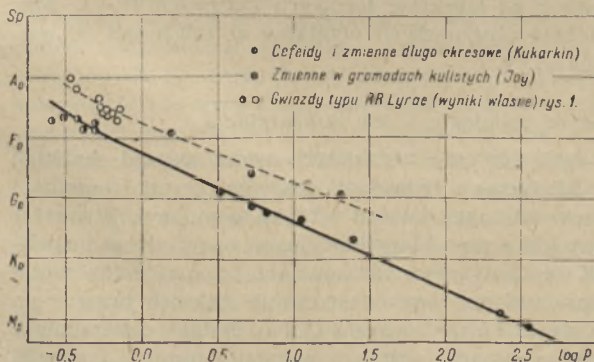
* Streszczenie tej pracy jest podane osobno.

Jeśli chodzi o gwiazdy zmienne, stanowiące cenną pomoc w badaniach budowy i fizyki Wszechświata, dzielono je dawniej na populacje według długości okresu: zmienne krótkookresowe, o okresach poniżej 1 dnia zaliczano do populacji II, średnio-okresowe, od 1 do 60 dni — do populacji I, zmienne długookresowe, powyżej 100 dni — do populacji pośredniej. Jeszcze w latach wojny astronomowie na Mt Wilson zwrócili uwagę na zmienną W Virginis i parę innych zmiennych o okresach 16–19 dni, które wykazywały cechy kinematyczne i położenie odpowiadające II populacji, oraz różniły się widmowo od klasycznych cefeid. Na terenie zmiennych krótkookresowych podejrzewano istnienie domieszki gwiazd I populacji. W naszych badaniach widmowych gwiazd typu RR Lyrae zdołaliśmy rozszcześcić je na dwie populacje na wykresie widmo-okres, gdzie układają się one w dwie prawie równoległe linie (rys. 1), stanowiące odpowiednio przedłużenia znanej linii widmo-okres cefeid I populacji oraz wykreślonej linii dla gwiazd typu W Vir i zmiennych w gromadach kulistych według prac Joya (rys. 2). W ten sposób okazało się, że obie populacje są reprezentowane w różnych przedziałach długości okresów, tylko „reguły wyboru“ najczęstszych okresów są w obu populacjach różne — fakt, którym powinna zainteresować się teoria gwiazd pulsujących. Widma gwiazd długookresowych w małej dyspersji są przedmiotem dalszych badań w Obserwatorium Toruńskim.

Skoro związek widmo-okres dał się rozszcześcić według populacji, wydało się rzeczą naturalną spróbować tego samego ze związkiem okres-jasność absolutna, mającym duże znaczenie praktyczne dla systemu odległości galaktyk. Upatrując w krzywej Shapleya symbiozę odcinków dwóch różnych krzywych, rozciągam ją w punkcie $P = 1^d$, próbując znaleźć najbardziej prawdopodobne przedłużenia tych odcinków (rys. 3). Nie wiedziałam wówczas, że mniej więcej w tym samym czasie Baade zdecydował się na rozcięcie tej krzywej z innych powodów. Przedłużenie krzywej okres-jasność absolutna dla II populacji w kierunku dłuższych okresów wytyczono w oparciu o badania zmiennych w gromadach kulistych (głównie Martina i Joya). Mniej pewne jest przedłużenie krzywej I populacji w kierunku



Rys. 1. Wykres widmo — okres dla gwiazd zmiennych typu RR Lyrae

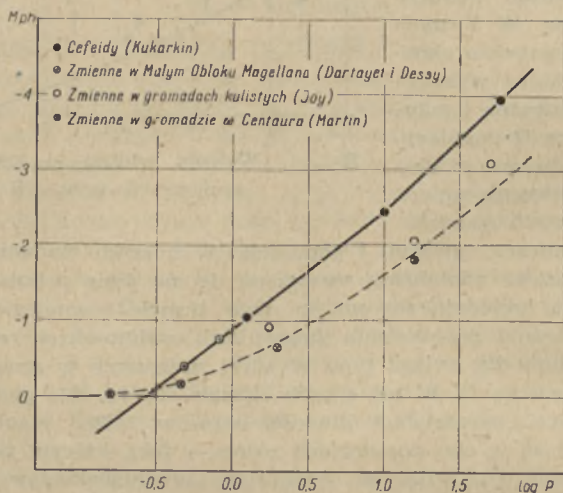


Rys. 2. Wykres widmo — okres

(rys. 3). Nie wiedziałam wówczas, że mniej więcej w tym samym czasie Baade zdecydował się na rozcięcie tej krzywej z innych powodów. Przedłużenie krzywej okres-jasność absolutna dla II populacji w kierunku dłuższych okresów wytyczono w oparciu o badania zmiennych w gromadach kulistych (głównie Martina i Joya). Mniej pewne jest przedłużenie krzywej I populacji w kierunku

krótkich okresów: opiera się ono na kilku zmiennych krótkookresowych w Małym Obłoku Magellana, podanych przez Dartayeta i Dessy'ego (kwestionowanych zresztą przez Shapleya), oraz na gwiazdzie Eggena o najkrótszym wówczas znanym okresie 80 minut, dla której znana paralaksa trygonometryczna daje jasność absolutną około 4^m . Sprawę tę wyjaśniłoby wyznaczenie paralaks trygonometrycznych dla najbliższych zmiennych krótkookresowych I populacji.

Z kolei mgr Iwaniszewska zajęła się wyliczeniem wielkości $P\sqrt{\bar{p}}$ w całym obszarze okresów oddzielnie dla każdej populacji, opierając się na rozszczepionych związkach $P-L$ i $P-Sp$, oraz rozszczepionej w oparciu o pracę P a r e n a g o - M a s i e w i c z zależności masa-jasność absolutna. Chodziło o sprawdzenie, czy ten iloczyn jest stały w obrębie każdej populacji, jak wymaga teoria pulsacji dla jednorodnych grup gwiazd; w dotychczasowych bowiem obliczeniach wartość tego iloczynu zała-



Rys. 3. Związek okres — jasność absolutna

mywała się w dziedzinie zmiennych krótkookresowych. Okazało się, że dokonując nieznacznych retuszu naszych krzywych w granicach ich niepewności, można otrzymać w całym obszarze okresów stałe wartości iloczynu $P\sqrt{\bar{p}}$ różne dla każdej populacji. Liczbowe wartości tych stałych zależą od punktów zerowych krzywych $P-L$. Mgr Iwaniszewska przeprowadziła dyskusję otrzymanych wyników w zależności od modelu gwiazdy i wartości wykładnika „ γ ”.

2. Różnice widmowe populacji i ich interpretacja

Nasze porównawcze badania fotometryczne uzyskanych widm gwiazd szybkich klas F , G , K oraz zmiennych typu RR Lyrae z gwiazdami porównawczymi I populacji wykazały istnienie realnych różnic w widmach gwiazd różnych populacji. Wykazały to również badania innych autorów: kilka prac klasyfikacyjnych opartych na inspekcji widm (A d a m s, M o r g a n, K e e n a n) oraz opracowania fotometryczne widm kilku gwiazd w największej dyspersji (dawniejsze opracowanie Arktura przez v a n D i j k e oraz współczesna z naszą pracą S c h w a r z s c h i l d a). Jednak sformułowanie tych różnic oraz ich interpretacja wypadły różnie u różnych autorów. Pochodzi to w głównej mierze z braku znajomości skali temperatur efektywnych gwiazd II

populacji. Natężenie prążka (absorpcja całkowita) zależy od temperatury efektywnej (T_e), przyspieszenia ciężkości (g), składu chemicznego oraz kształtu krzywej wzrostu. Jeżeli interesują nas różnice w składzie chemicznym gwiazd różnych populacji, staramy się wyeliminować przynajmniej jeden czynnik, temperaturę efektywną, wybierając do porównania gwiazdy o tej samej temperaturze. Ponieważ nie znamy temperatur efektywnych gwiazd II populacji, bierzemy zastępczo typ widmowy. Ale tu trafiamy na nieoznaczoność: stosując zwykle kryteria klasyfikacji widmowej możemy otrzymać dla gwiazd II populacji typy widmowe różniące się nawet o całą klasę widmową, zależnie od tego, jakie prążki wybraliśmy za podstawę klasyfikacji. W pracy nad gwiazdami szybkimi klas F , G , K przyjąłam prowizorycznie klasyfikację widmową opartą na natężeniu pasm CH , daje ona pośrednią skalę temperatur pomiędzy możliwymi skrajnymi wartościami. Mgr Tomasić w n a wyznaczyła później gradienty fotograficzne tych samych gwiazd, by otrzymać skalę temperatur barwnych jako namiastkę efektywnych. W granicach dokładności metody wyniki jej potwierdziły zgodność obranej przeze mnie skali typów widmowych z temperaturami barwnymi. Dla gwiazd typu RR Lyrae (wczesne typy) obrałam za ekwiwalent temperatury efektywnej natężenie prążków H i K zjonizowanego wapnia, opierając się na pracy Muncha i Terrazasa, którzy stwierdzili zgodność tych prążków ze skalą temperatur barwnych. Jednakże należy dalej prowadzić prace nad wyznaczeniem skali temperatur barwnych gwiazd II populacji, rozszerzając zakres długości fali oraz zwiększając dokładność wyników, ze względu na bardzo istotne znaczenie, jakie ma wybór prawidłowej skali dla zagadnienia składu chemicznego populacji.

Opierając się na podanych skalach, otrzymałam następujące różnice w II populacji w porównaniu z ciągiem głównym I populacji:

Gwiazdy typu RR Lyrae (klasy A—F):	Gwiazdy szybkie klas F—K:
Prążki H i K ($Ca +$) równe,	Pasma CH równe,
Prążki i continuum wodoru słabsze,	Prążki wodoru słabsze,
Prążki metali silniejsze,	Prążki metali słabsze,
Prążki pewnej grupy metali (Sc , V , Ti , Cr) wzmocnione.	

W poszukiwaniu interpretacji tych wyników wyraziłam współczynniki absorpcji prążków jako funkcję stężenia danego pierwiastka, zawartości wodoru i helu oraz przyspieszenia ciężkości, rozszerzając metodę stosowaną przez Strömgrena i jego współpracowników w pracach cyklu „Model Stellar Atmospheres“. W wyrażeniach tych występuje poza tym przyspieszenie ciężkości na powierzchni gwiazdy. Okazało się, że przyjęcie u gwiazd II populacji mniejszej zawartości wodoru na rzecz helu — co byłoby w zgodzie z przypuszczalnym starszym wiekiem tych gwiazd — bardzo dobrze uzasadnia obserwowane różnice widmowe u gwiazd typu RR Lyrae, napotyka jednak na trudności w odniesieniu do gwiazd późniejszych typów: nie może mianowicie usprawiedliwić osłabienia prążków metali. Zachowując też mniejszej zawartości wodoru, wysunęłam przypuszczenie, że osłabienie wszystkich linii, jak również stosunkowe wzmocnienie pasma CH u gwiazd szybkich późnych typów jest efektem zmiatania przez nie materii międzygwiazdowej. Do przypuszczenia takiego skłania mnie stwierdzenie, że oba efekty: osłabienia widma prążkowego i wzmocnienia pasma CH występują szczególnie silnie u gwiazd o bardzo dużych prędkościach, jak również u gwiazd z ujemnymi prędkościami radialnymi. Wprawdzie przyjmuje się zwykle, że efekt zmiatania materii przez gwiazdy zmienia się odwrotnie z prędkością, jednak w tym rozumowaniu bierze się pod uwagę jedynie działanie grawitacyjne, zaniedbuje się natomiast efekt ciśnienia promieniowania, który dla pewnego zwłaszcza przedziału wielkości bryłek pyłu międzygwiazdowego, może dorównać,



a nawet przewyższać działanie grawitacji, jak wynika z prac Greensteina i innych. Zakładając, że obie siły w przybliżeniu są w równowadze, otrzymamy zmiatanie geometryczne rosnące wprost proporcjonalnie do prędkości; efekt energetyczny tego zmiatania będzie proporcjonalny do sześciangu względnej prędkości ruchu i zlokalizowany od strony frontowej gwiazdy. Jest możliwe, że pasmo CH w widmach gwiazd szybkich ma częściowo pochodzenie analogiczne jak w kometach, mianowicie: z gazu okludowanego na bryłkach materii międzygwiazdowej. Ogólne osłabienie widma prążkowego może być wynikiem nakładania się emisji ciągłej wzbudzonej energią zderzeniową.

Jest rzeczą interesującą, że Schwarzschild, Spitzer i Wildt podali interpretację widm gwiazd szybkich późnych typów niemal diametralnie przeciwną do naszej. Przyjmując jako fakty obserwacyjne wzmocnienie u tych gwiazd pasma CH, osłabienie pasm CN oraz osłabienie prążków metali i równość prążków H, dochodzą oni do wniosku, że gwiazdy powolne (I populacji) są uboższe w wodór, a bogatsze w pierwiastki cięższe, co jest skutkiem obfitszego zmiatania pyłowej materii międzygwiazdowej przez te gwiazdy. Mimo, że bardzo wysoko cenię prace tych autorów, nie jestem przekonana o słuszności tej interpretacji wobec zbyt oczywistego osłabienia widma wodoru u wszystkich gwiazd II populacji.

Pozostaje jeszcze możliwość interpretacji różnic widmowych gwiazd różnych populacji efektem krzywej wzrostu; sprawa godna zastanowienia tym bardziej, że osłabione są w widmach II populacji przede wszystkim linie silniejsze, słabe są raczej normalne.

Jak widzimy, jest jeszcze wiele rzeczy niewyjaśnionych w zagadnieniu podsystemów gwiazdnych. Od obserwacji należy żądać dalszych porównawczych opracowań fotometrycznych widm zarówno indywidualnych — w największej, jak masowych — w średniej i małej dyspersji, a nade wszystko pomiarów rozkładu natężeń w widmach ciągłych w celu ustalenia skali temperatur barwnych. Przed teorią zaś stoi szereg najbardziej interesujących zagadnień na drodze do interpretacji danych widmowych.

Program dalszych prac nad podsystemami w ośrodku toruńskim obejmuje te tematy, które naszą małą aparaturą można podejmować, a więc w pierwszej kolejności wskaźniki barwy gwiazd II populacji oraz widma zmiennych długookresowych.

Badania obrotu Układu Lokalnego

M. KARPOWICZ

Myśl zbadania ruchów obiegowych gwiazd w Układzie Lokalnym powstała w związku z moją pracą (wspólną z W. Zonnem), w której chodziło o zbadanie rozkładu przestrzennego i udziału gwiazd podwójnych spektroskopowych w ogólnej rotacji Galaktyki. Celem pracy było porównanie charakterystyk tych gwiazd z analogicznymi charakterystykami gwiazd pojedynczych o tym samym typie widmowym. Przy tym dla gwiazd najbliższych otrzymano wyniki wskazujące na występowanie systematycznych odchyżeń ich ruchów od ruchów gwiazd dalszych.

W poprzedniej pracy materiałem obserwacyjnym były prędkości radialne około 120 gwiazd typu B*. Po podzieleniu gwiazd na trzy grupy według ich odległości r od Słońca (wyznaczonych metodą statystyczną z uwzględnieniem pochłaniania między-

* Materiał ten zaczerpnęłam z Lick Bulletin Nr 521.

gwiazdowego) otrzymaliśmy następujące wartości na długość galaktyczną l_0 środka Galaktyki:

Grupa	r ps.	l_0
I	109	$265 \pm 45^\circ$
II	221	278 ± 15
III	546	325 ± 8

Do obliczeń zastosowaliśmy uogólniony przez Ogorodnikowa i Milne'a wzór Oorta.

Otrzymany wynik nasuwał przypuszczenie, że dla gwiazd bliższych do głosu dochodzi obieg dokoła punktu o długości galaktycznej 240° .

W obecnej pracy oparłam się na tym samym materiale. Z rozważań geometrycznych, przy założeniu, że centroidy gwiazd zakreślają orbity kołowe dokoła środka o długości galaktycznej l_0 , otrzymuje się wzory wyrażające wpływ rotacji na prędkości radialne ΔV_r i tangencjalne ΔV_t w następującej postaci.

$$\Delta V_r = R_0[\omega(R) - \omega(R_0)] \sin(l - l_0) \cos b = f(R, R_0) \sin(l - l_0) \cos b \quad (1)$$

$$\Delta V_t = R_0[\omega(R) - \omega(R_0)] \cos(l - l_0) - r\omega(R) \cos b = f(R, R_0) \cos(l - l_0) - r\omega(R) \cos b, \quad (2)$$

$\omega(R)$ i $\omega(R_0)$ oznaczają prędkości kątowe centroidów gwiazd oraz centroidu Słońca, ΔV_r i ΔV_t — prędkość radialną i tangencjalną gwiazd po uwzględnieniu ruchu ku apeksowi i rotacji Galaktyki, R_0 — odległość centroidu Słońca od środka rotacji, b i l — szerokość i długość galaktyczna.

W celu zbadania ruchów obiegowych gwiazd podwójnych spektroskopowych typu B w Układzie Lokalnym zastosowałem tzw. funkcję Camma, $f(R, R_0)$, w której zakłada się kołowość orbit centroidów gwiazd. Przyjmując na $l_0 = 240^\circ$ (środek Układu Lokalnego) otrzymuje się ze wzoru (1) funkcję Camma w postaci

$$f(R, R_0) = \frac{\Delta V_r}{\sin(l - 240^\circ) \cos b} = R_0[\omega(R) - \omega(R_0)]$$

Wykreśliłam następnie obliczone wartości $f(R, R_0)$ w zależności od R (odległości centroidu gwiazd od środka Układu Lokalnego) dla przyjętych dwóch wartości R_0 , mianowicie $R_0 = 100$ ps i $R_0 = 150$ ps. Punkty dla wartości $R < 500$ ps ułożyły się wzdłuż prostej równoległej do osi R , co wskazywałoby na to, że mamy tu obrót „sztywny“. Dla $R > 500$ ps otrzymuje się znaczny rozrzut punktów.

W dalszym ciągu pracy znalazłam R_0 i $\omega(R_0)$ korzystając z wzoru (2), który wymaga znajomości ruchów własnych. Po przekształceniu tego wzoru znajdujemy wyrażenie na funkcję Camma w zależności od ruchów własnych i prędkości kątowej centroidu Słońca.

$$f(R, R_0) = \frac{4,74 \Delta\mu_l r}{\left[\frac{\cos(l - l_0)}{\cos b} - \frac{r}{R_0} \right] \cos b} + \frac{r}{\frac{\cos(l - l_0)}{\cos b} - \frac{r}{R_0}} \omega(R_0), \quad (3)$$

$\Delta\mu_l$ — jest składową ruchu własnego w długości galaktycznej po uwzględnieniu ruchu ku apeksowi i rotacji Galaktyki.

Przekształcając wzór (3) i wprowadzając oznaczenia

$$x = \omega(R_0), y = \frac{1}{R_0}, L_1 = f(R, R_0), l_1 = \frac{L_1 \cos(l - l_0)}{r \cos b} - \frac{4,74 \Delta\mu_l}{\cos b}$$

otrzymałam równania warunkowe w postaci:

$$x + L_i y = l_i,$$

które po rozwiązaniu metodą najmniejszych kwadratów dały

$$\omega(R_0) = -0'',00168 \pm 0'',00288 \text{ na rok, } R_0 = 288 \pm 94 \text{ ps.}$$

Obliczona stąd prędkość centroidu Słońca w ruchu dokoła środka Układu Lokalnego wynosi $2,3 \pm 4,5$ km/sek.

Wnioski:

1. Gwiazdy podwójne spektroskopowe typu B biorą udział w ruchu obrotowym Układu Lokalnego. Wyniki wskazują na to, że mamy tu obrót „szybny“ w każdym bądź razie dla $R < 500$ ps.

2. Centroid Słońca obiega środek Układu Lokalnego z prędkością liniową około 2.3 km/sek w kierunku zgodnym z obrotem w Galaktyce.

3. Odległość centroidu Słońca od środka Układu Lokalnego wynosi około 288 ps.

33 lata obserwacji zakryć gwiazd przez Księżyc w Krakowie

K. KORDYLEWSKI

Zaobserwowane momenty zniknięcia gwiazd za tarczą Księżycą i pojawienia się ich po zakryciu stanowią najdokładniejsze dane wyjściowe do wyznaczania położenia Księżycy i badania jego ruchów. Na ruchach Księżycy zaś opiera się rachuba nowego „czasu efemeryd“. Poza tym ruchy Księżycy, w szczególności zaś zjawiska zakryć służą w nowoczesnej geodezji do dokładnego mierzenia geoidy. Obserwacje zakryć gwiazd przez Księżyc nabierają więc coraz większego znaczenia. Inicjatywa Tadeusza Banachiewicza, który przed 54 laty (1. I. 1901 r.) rozpoczął w Warszawie systematyczne obserwacje zakryć w Polsce, okazała się bardzo doniosła. Dała ona cenną serię obserwacji zakryć w Warszawie w latach 1901—1905. Dalszym ciągiem tej serii jest zbiór 8-letnich obserwacji uzyskanych w Krakowie głównie przez Władysława Dziewulskiego w latach 1907 do 1915. Po wojnie, w r. 1920, prof. T. Banachiewicz wznowił w Krakowie systematyczne obserwacje zakryć i rozpoczął wydawać drukiem efemerydy zakryć dla 5 obserwatoriów polskich, w których odtąd zakrycia są licznie obserwowane.

Według doświadczeń krakowskich biegły obserwator może podać zaobserwowany moment zjawiska do $0^s,05$. Stosowano przy tym prostą metodę oka-ucha w rozmaitych wersjach. Jedni z okiem przy okularze oczekiwali zjawiska i z chwilą zniknięcia czy też ukazania się gwiazdy rozpoczynali liczenie sekund według cyknieć chronometru, który odczytywali po dziesięciu odliczonych sekundach. Inni przez cały czas oczekiwania zjawiska, patrząc do okularu, liczyli bez przerwy cyknieć chronometru, będąc stale w zgodzie z jego wskazaniem. W chwili zniknięcia gwiazdy uprzytamnieli sobie liczoną sekundę, jednak nie przerywali liczenia, oceniali ułamek sekundy, zapisywali moment, po czym dopiero na chronometrze sprawdzali poprawność rachuby sekund. Druga wersja dawała możliwość swobodnej obserwacji dwóch krótko po sobie następujących zakryć, np. w wypadku gwiazdy podwójnej, i przyjemnej końcowej kontroli obserwacji. Mimo nieraz kilkuminutowego rachowania sekund prawie nigdy nie było zmyłek. Niektórzy obserwatorowie stosowali jednocześnie ręczne zegarkistopery, ale tylko dla grubszej kontroli momentu. W ostatnim roku z inicjatywy prof. T. Banachiewicza rozpoczęto w Krakowie prace nad aparaturą do fotoelektrycznej rejestracji zakryć. Prace prowadzi mgr Adam Strzałkowski z udziałem studenta astronomii Andrzeja Sycza.

Błąd obserwacji metodą oka-ucha na ogół nie przekracza $0^s,2$. Pozwoliłoby to wyznaczyć położenie Księżycy z dokładnością do $0'',1$. Niestety współrzędne zakry-

wanych gwiazd są nie dość pewne i często błąd ich jest rzędu $0''{,}3$. Poza tym dotychczas nie dość dokładnie znane były nierówności brzegu Księżyca, które przyjmowano z kart Fr. Hayna z 1912 r. z błędem średnim $\pm 0''{,}25$. W r. 1952 ukazał się atlas profilów Księżyca opracowany w Obserwatorium Paryskim przez Th. Weimera, stanowiący, jak się zdaje, postęp w znajomości nierówności brzegu Księżyca. Na razie jednak wysoka dokładność obserwacji momentów zakryć nie może być w pełni wykorzystana dla badania ruchów Księżyca. Na pewno w przyszłości, po dokładnym wyznaczeniu współrzędnych gwiazd i zbadaniu profilu Księżyca, sięgnie się po dawne obserwacje zakryć, jako cenny materiał do nowych badań.

Pod tym kątem widzenia prowadzi się w Krakowie nieprzerwany ciąg dokładnych obserwacji zakryć i w ciągu ostatnich 33 lat, od 1920 r. do 1953 r. włącznie uzyskano 1498 momentów z 706 zjawisk. Jeżeli tę ilość porównać z zestawieniami w opracowaniach corocznie ogłaszanych w *Astronomical Journal*, to stanowi ona około 6% światowej produkcji obserwacji zakryć. Spośród zjawisk obliczonych w efemerydach krakowskich zaobserwowano w Krakowie około 25%. Liczba ta jest dość zgodna ze średnim zachmurzeniem w Krakowie, wynoszącym 71%. Tak znaczną ilość obserwacji uzyskano tylko dzięki temu, że obserwatorowie krakowscy obserwowali zakrycia często także w przerwach pomiędzy chmurami, a nawet poprzez chmury.

W okresie 33 lat obserwowano w Krakowie 36 obserwatorów. Głównymi obserwatorami byli:

Tadeusz Banachiewicz, 1920—1953	251 momentów zakryć
Jadwiga Kordylewska, 1930—1939, 1947—1953	78 „ „
Kazimierz Kordylewski, 1924—1953	372 „ „
Karol Kozieł, 1937—1946	72 „ „
Stefan Piotrowski, 1933—1940, 1945—1953	129 „ „
Róża Szafraniec, 1948—1953	87 „ „
Aldona Szczepanowska, 1948—1953	78 „ „
Józef Witkowski, 1920—1928, 1940—1944	120 „ „
inni (28 obserwatorów)	311 „ „
razem	1498 momentów zakryć

Spośród innych obserwatorów wymienię nazwiska: Jan Gadomski, Michał Kamiński, Jan Mergentaler, Tadeusz Olczak, Lucjan Orkisz, Janusz Pagaczewski, Jan Piegza, Eugeniusz Rybka, Józef Ryzner, Lidia Staniewicz, Stefan Szczyrbak i Stanisław Szeligowski.

Część obserwacji z okresu 33-letniego z lat 1920 do 1932 została już ogłoszona dwukrotnie w *Acta Astronomica* przez E. Rybkę oraz autora tego artykułu. Pozostałe z lat 1933 do 1953 — w ilości mniej więcej takiej samej jak w poprzednich 13 latach — wydrukowane będą również w *Acta Astronomica*. W czasie wojny nie przerwano obserwacji. Prowadzili je z pełnym poświęceniem T. Banachiewicz, K. Kozieł i J. Witkowski. Latami największego urodzaju były lata 1924 (79 momentów, 32 zjawiska), 1950 (85 momentów, 31 zjawisk) i 1953 (116 momentów, 37 zjawisk).

Z części materiału próbowałem wyznaczyć systematyczne różnice pomiędzy obserwatorami. Otrzymałem dla obserwacji początku zakryć przy ciemnym brzegu:

Kordylewski	minus	Banachiewicz	— 0,06	n = 10 zjawisk
„	„	Gadomski	— 0,08	= 5 „
„	„	Pagaczewski	— 0,11	= 18 „
„	„	Witkowski	— 0,09	= 8 „

Mniej pewne są różnice w obserwacjach pojawiania się gwiazd przy ciemnym brzegu.

Kordylewski	minus	Banachiewicz	— 0,26	n = 8	zjawisk
„	„	Pagaczewski	+ 0,30	= 4	„
„	„	Witkowski	+ 0,16	= 3	„

W różnicach przeważa znak minus, co może oznaczać, że obserwator Kordylewski albo wykazuje opóźnienie w słuchu, albo wcześniej niż inni obserwatorowie dostrzega czy uświadamia sobie zjawisko. W każdym razie wykazane różnice osobiste są niewielkie.

Jeszcze na jedno zjawisko występujące czasem przy zakryciach chciałbym zwrócić uwagę. Nieraz obserwator stwierdza znikanie gwiazdy etapami, co świadczy o tym, że gwiazda zakrywana jest podwójna. Z obserwacji, w których zanotowano obydwie momenty zjawiska, dałoby się wyznaczyć składowe gwiazdy podwójnej. W tym celu należałoby zebrać obserwacje tej samej gwiazdy dokonane z różnych miejsc na Ziemi i uwzględnić należycie profil Księżyca.

Rozbłyski chromosferyczne i pola magnetyczne plam słonecznych

J. MERGENTALER i J. PACIORKÓWNA

W minionym cyklu aktywności słonecznej, pomimo wyższych niż w poprzednim cyklu wartości liczb Wolfa, ilość rozbłysków chromosferycznych oraz ilość zaburzeń jonosferycznych była nie większa niż w poprzednim cyklu. Mała geoaktywność da się łatwo wytłumaczyć mniejszą stosunkowo ilością silnych rozbłysków o natężeniu 2 i 3, które głównie są odpowiedzialne za zaburzenia w jonosferze. Rozbłysków o natężeniu 1, a więc takich, które nie powodują na ogół wyraźniejszych zaburzeń w jonosferze było w ostatnim cyklu 84% ogólnej ilości, gdy w poprzednim cyklu stanowiły one tylko 75% ogólnej ilości rozbłysków.

Słabsza produkcja rozbłysków na plamę (ściślej na grupę plam) może być częściowo tłumaczona zależnością od maksymalnego natężenia pól magnetycznych plam. Wbrew utartej opinii okazało się, że istnieje wyraźna zależność ilości rozbłysków na plamę od maksymalnego natężenia pola magnetycznego plamy, dająca się przedstawić z pomocą interpolacyjnej formuły typu

$$n = a + b \cdot H^2$$

gdzie n jest ilością rozbłysków na plamę, H — maksymalnym natężeniem pola magnetycznego plamy. Decydujący o istnieniu zależności współczynnik przy H^2 był $1\frac{1}{2}$ raza mniejszy (wynosił $64,2 \times 10^{-8}$) w ostatnim cyklu niż w poprzednim, kiedy był równy $93,5 \times 10^{-8}$. Plamy o tym samym natężeniu pól magnetycznych produkowały więc przeciętnie mniej rozbłysków w ostatnim cyklu niż w poprzednim. Wiązało się to w ogóle z inną strukturą plam, na co zwrócił uwagę dr M. Kopecký, ale jedną z przyczyn tego faktu mogłoby być także to, że ogólne pole magnetyczne Słońca było inne w ostatnim cyklu, a więc na innej wysokości w chromosferze powstawał punkt neutralny magnetyczny — w myśl teorii Giovanelli'ego na takiej wysokości, gdzie warunki powstawania rozbłysków były gorsze (zbyt mała gęstość gazu lub zbyt niska albo za wysoka temperatura).

W ostatnich 3 cyklach słonecznych plamy o natężeniu pola magnetycznego rzędu 2400 erstedów produkują więcej rozbłysków, niżby można się spodziewać z poprzednio przytoczonej zależności. To wtórne maksimum można by tłumaczyć obecnością inwersji temperatury nad plamami w tych warstwach, w których powstają rozbłyski.

Zapewne tłumaczenie to byłoby nawet wtedy słuszne, gdyby okazało się, co jest prawdopodobne, że dość znacznie trzeba zmodyfikować teorię Giovanelli'ego powstawania rozblysków. Jak wiadomo istnienie takiej inwersji wynika także z innych badań, np. z prac Mustela nad obłokami wapniowymi. Przy odpowiednich założeniach co do gradientu gęstości i temperatury w chromosferze inwersja taka nie przekraczałaby około 200—300 stopni.

O niezależności runu mikrometrów optycznych od miejsca limbusu

W. OPALSKI

Komunikat podaje udowodnienie tezy, że run odczytowych mikrometrów optycznych, tj. opartych na zasadzie optycznego pomiaru części interwałów limbusu, posiada wartość niezależną od miejsca limbusu, czyli od wpływu błędów podziału limbusu i mimośrodów alhidady. Po zanalizowaniu procesu pomiaru mikrometrem optycznym przechodzi się do szczegółowej analizy matematycznej wpływu mimośrodu na mikrometryczną część odczytu. W wyniku otrzymano, że wpływ ten wyraża się wielkościami małymi 2 rzędu względem mimośrodu kąтового, a zatem znikomo małymi. Ponieważ zaś błędy podziału limbusu stanowią zagadnienie odrębne i wymagają oddzielnego wyznaczenia, stwierdza się, że run mikrometru optycznego jest wielkością niezależną od miejsca limbusu, i do wyznaczenia go wystarcza w zasadzie przeprowadzić badanie w jednym miejscu limbusu sposobem obrotów alhidady, jeżeli rozporządza się odpowiednimi wzorcami małych kątów. W braku takich wzorców stosować trzeba z konieczności jako wzorce — elementarne działki limbusu, podobnie jak przy wyznaczaniu runu mikrometrów opartych na zasadzie śruby mikrometrycznej. Ale i w tym wypadku zależność runu od miejsca limbusu nie jest realna, a jako run przyjąć należy dla całego limbusu średnią z otrzymanych wartości.

Paralakсы spektrofotometryczne 43 gwiazd wizualnie podwójnych

A. OPOLSKI

Praca zawiera wyniki określenia paralaks spektrofotometrycznych składników 43 gwiazd wizualnie podwójnych, których widma uzyskano w Obserwatorium w Saltsjöbaden. Na podstawie gwiazd standardowych ustalono zależności między stosunkami natężeń wybranych par linii a typami widmowymi i wielkościami absolutnymi. Udało się ustalić 6 zależności dla określenia typu widmowego oraz 8 dla określenia wielkości absolutnych.

Tak uzyskane zależności zastosowano do składników wybranych gwiazd wizualnie podwójnych określając ich typy widmowe z dokładnością $\pm 0,5$ klasy widmowej oraz ich wielkości absolutne z dokładnością $\pm 0^m,3$. Następnie obliczono paralaksy spektrofotometryczne tych gwiazd.

Ponieważ wybrane gwiazdy posiadają wyznaczone paralaksy dynamiczne, więc można było dla kontroli obliczyć średnie masy dla grup gwiazd. Masy te wypadły następująco:

dF6	—	masa	1,0	masę	Słońca
dG2	—	„	0,6	„	„
gF8	—	„	2,8	„	„

Rozmiary Cefeid i ich wielkości absolutne

A. OPOLSKI

W związku z aktualnym problemem zmiany punktu zerowego zależności okres-wielkość absolutna Cefeid I populacji, przeprowadzono przy współudziale mgr J. Krawieckiej dyskusję dotychczasowych badań rozmiarów i temperatur tych gwiazd. Na podstawie wyników badań fotoelektrycznych Stebbinsa gwiazd δ Cep i η Aql stwierdzono, że wskaźniki barwy są wystarczająco dokładną miarą temperatury fotosfery. Natomiast wykryto systematyczne różnice między promieniami tych gwiazd obliczonymi na podstawie prędkości radialnych oraz z danych fotometrycznych.

Po przedyskutowaniu dotychczasowych metod obliczania promieni stwierdzono, że w granicach dokładności pomiarów nie występuje zależność promienia fotosfery od długości fali, oraz podano metodę obliczania promieni tych gwiazd na podstawie wielkości fotometrycznych ze zmian wskaźnika barwy i z przesunięć promieni fotosfery w odpowiednio wybranych fazach.

Temperaturę efektywną gwiazd δ Cep i η Aql można było ocenić na podstawie zmian wskaźników barwy, jasności powierzchniowej i typów widmowych. Z porównania tych wielkości z odpowiednimi wielkościami gwiazd stałych okazało się, że Cefeidom można przypisać skalę temperatur efektywnych bliską skali temperatur dla olbrzymów.

W ten sposób zebrane dane pozwoliły na określenie wielkości absolutnych badanych gwiazd oraz na porównanie z wartościami wynikającymi z zależności okres-wielkość absolutna według Shapleya. Z porównania tego wynikły poprawki punktu zerowego:

— 1^m,4 z danych dla δ Cep
— 1,1 „ „ η Aql

Wielkości te potwierdzają przypuszczenie wysunięte przez Iwanowską i Baadego o konieczności przesunięcia punktu zerowego zależności okres-jasność dla Cefeid I populacji.

Postęp techniczny między przyrządami astronomicznymi Kopernika, Brahego i Heweliusza

T. PRZYPKOWSKI

Referat zawiera próbę ujęcia charakterystyki zaczątków nowożytnego instrumentarium astronomicznego w pierwszym okresie jego historii, do czasu sprzęgnięcia lunety z przyrządami pomiarów kątowych.

Kopernik, zarzucając całkowicie przyrządy, jakie do obserwacji nieba stworzyło średniowiecze arabskie: astrolabia planisferyczne i torquetum (Türkengeräth), nastawione przede wszystkim na prymitywne obserwacje dla celów astrologicznych, powraca całkowicie do przyrządów świata starożytnego. Astrolabium sferyczne (armille) pochodzi jeszcze z czasów Eratostenesa, kwadrant i triquetrum z czasów Ptolomeusza. Współcześnie i nieco później od Kopernika żyjący Apianowie (Benewitz) Piotr i Filip w konstrukcji swych instrumentów rozbudowują raczej przyrządy średniowieczne, idąc po linii torquetum i małych przenośnych kwadrantów (1533) oraz trientów (1586), służących przede wszystkim do celów gnomonicznych i do praktycznych pomiarów ziemskich. Pierwszym, który kładzie podwaliny większego obserwatorium w środkowej Europie jest Wilhelm IV, landgraf heski, około r. 1560 w Kassel. Główną jego zasługą jest zachęcenie Fryderyka II, króla duńskiego, by ułatwić Tychonowi Brahe zorganizowanie

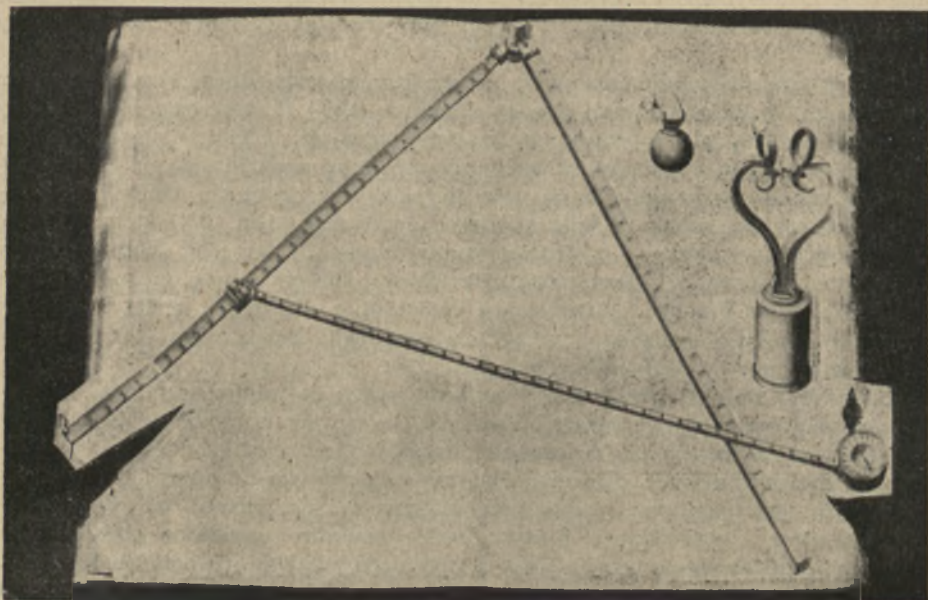
wanie w r. 1576 słynnego obserwatorium na wyspie Hven. Przyrządy w Kassel bądź sięgały wzorów średniowiecznych, bądź powstały już pod wpływem Brahego, który tu gości w r. 1575.

Niewątpliwie pierwszym naukowym konstruktorem nowożytnego instrumentarium jest Tycho Brahe. Opublikowana w roku ubiegłym (1953) II część dziennika podróży (1635—1636) Karola Ogier'a podaje nam ważną wiadomość, iż Piotr Crueger, nauczyciel Heweliusza w Gdańsku, a przez jakiś czas współpracownik Brahego w Pradze, posiadał wielki metalowy sekstans, na wzór instrumentów praskich. Tłumaczy to dokładność obserwacji, jakie Crueger powtarza za Kopernikiem, dochodząc do dużo szczegółowszych wyników — z drugiej strony mamy tu wyraźny łącznik między instrumentarium Brahego a przyrządami Heweliusza. Heweliusz więc nie tylko z podstawowego dzieła Brahego: *Astronomiae Instauratae Mechanica* (1598, 1602), ale i z autopsji mógł się zapoznać z tym typem przyrządu, który potem tak dokładnie opracuje w I tomie swej *Machina Coelestis* (1673).

Przechodząc do zestawień referent zwraca uwagę na miejsce w jakim wymienieni uczeni dokonywali obserwacji. Kopernik, który, jak wzmiankuje Gize, „mało zwracał uwagi na sprawy nie związane z filozofią“ nie posiada żadnego obserwatorium, lecz swe prymitywne, drewniane instrumenty ustawia na dobrze tylko wyposażonym „pavimentum“. „Nowożytny Hipparch“, jak zwano Brahego, buduje okazałe, pierwsze w środkowej Europie, ściśle naukowo urządzone obserwatoria: Uraniburg i Strellaeburg na wyspie Hven z szeregiem pracowni, ruchomych kopuł itp. Podobnie Heweliusz umieszcza na dachach swych trzech domów w Gdańsku obszerne obserwatorium z szeregiem specjalnych pomieszczeń na dokładne metalowe przyrządy. Buduje nawet poza miastem specjalne wieże o kilku kondygnacjach dla podtrzymania swych olbrzymich lunet. Niestety oba te obserwatoria miały względnie krótki żywot i strawił je bądź całkowicie, bądź częściowo ogień jeszcze za życia ich właścicieli.

Zestawiając na licznie demonstrowanych ilustracjach z dzieł Brahego i Heweliusza poszczególne ich przyrządy z instrumentami Kopernika, autor podkreśla szczegóły ilustrujące rozwój i doskonalenie poszczególnych części omawianych przyrządów. Przytacza przy tym pewne wiadomości o innych instrumentach dotychczas w historii naukowych przyrządów nie znanych lub prawie zapomnianych. Do takich należy przeróbka triquetrum Kopernika przez jego komentatora we Wrocławiu Walentyna Seybischa, w r. 1600, na przyrząd pomiarowy ziemski złożony z zegarem słonecznym. Zwraca też uwagę na nie reprodukowany w literaturze naukowej drzeworyt przedstawiający gnomon krakowski Retyka, znany nam tylko z małych sygnetów drukarni Łazarzowej w w. XVI i Cezarego w w. XVII. Demonstruje także współczesny Kopernikowi drzeworyt przedstawiający znany w starożytności przyrząd „chorobates“; przyrząd ten mógł służyć Kopernikowi dla celów kartograficznych przy wyznaczaniu poziomów. Podane tu konkretne szczegóły przeciwstawia referent fantazjom na ten temat reprodukowanym w ostatnim roku w prasie popularno-naukowej.

Jeżeli chodzi o postęp, jakiego dokonał Brahe, to zaznacza się on przede wszystkim w wymiarach przyrządów, znacznie powiększonych, w stosowaniu o ile możliwości metalu oraz we wprowadzaniu nowych zupełnie typów czy w udoskonalaniu typów starszych. Do takich udoskonań należy usunięcie dwu środkowych kół armilli i wprowadzenie dwu metalowych, wprost na kole ekliptycznym i wrębnym przesuwanym przezierników, podpartych trzecim umieszczonym na osi centralnej. Kwadranty i triquetrum otrzymują jako ważną część składową koło do pomiarów azymutalnych. Brahe wprowadza armille do współrzędnych równikowych, bądź jako całą sferę, bądź jako bardzo duże koło południkowe z połową koła godzinowego. Wreszcie rozbudowuje sekstansy, bardzo wygodne do obserwacji, a oparte na uchwytach kulkowych



Rys. 1. Nieznana w historii nauki przeróbka triquetrum Kopernika na uniwersalny instrument mierniczy przez Walentyna Seybischa (1577—1657). Według jego własnoręcznego rysunku w Bibliotece Uniwersyteckiej we Wrocławiu

oraz buduje olbrzymi kwadrant murowy, służący temu celowi, co obecnie koło południkowe. Przy użyciu punktowanej skali przekątniowej i podziałek zaprowadzonych w r. 1542 przez Piotra Nunez (Noniusa) dochodzi Brahe do dokładności pomiarów do 10", gdy Kopernik z trudnością mógł odczytywać 5'.

Heweliusz całkowicie odrzuca już armille, jako zbyt mało dokładne i trudne do obsługi przez niemożność utwierdzenia pozycji kół. Przechodzi wyłącznie na system kwadrantów i sekstansów oraz oktantów w zasadzie zaczerpniętych z typów Brahego, lecz wykonanych z wielką precyzją, szczególnie jeżeli chodzi o skale, przy których stosuje noniusze w postaci opracowanej przez Verniera (1631) oraz śruby mikrometryczne. Heweliusz odrzuca też całkowicie drzewo jako materiał części przyrządów obserwacyjnych.

W związku z narzędziami optycznymi, referent demonstruje mało znany drzeworyt z dzieła Santbecha (1561), który przedstawia obserwację zaćmienia Słońca 1544 roku w obrazie rzuconym przez wiązkę promieni wpadającą do ciemnego pomieszczenia. W taki sposób miał Retyk — jak sam podaje — obserwować wraz z Kopernikiem zaćmienia Słońca. W ten też sposób obserwuje obraz Słońca, a przede wszystkim liczne obrazy Księżyca, Heweliusz, lecz już z zastosowaniem lunety, jakiej Kopernik i Brahe znać nie mogli. Lunety te doprowadza do bardzo wielkich rozmiarów (do 43 m), lecz nie wiąże ich jeszcze z pomiarami kątowymi. Ustępuje też co do precyzji szlifowania soczewek braciom Huyghensom, Konstantemu i Chrystianowi; temu ostatniemu wcześniej od Heweliusza udaje się rozpoznać charakter prawdziwy pierścienia Saturna.

Autor przypomina mało znane szczegóły, iż Heweliusz jest wynalazcą (1637) periskopu, nazwanego przez niego słusznie — w odróżnieniu od teleskopu (daleko-

widza) — polemospokem (wojennowidzem); w r. 1650 Heweliusz konstruuje pierwsze dwa zegary wahadłowe, chociaż lojalnie przyznaje, że Huyghens pierwszy podaje opis konstrukcji takiego zegara, wykonanego jednak dopiero w 7 lat później. Wspomina wreszcie Heweliusz o możliwościach użycia do obserwacji astronomicznych luster wklęsłych sferycznych i parabolicznych.

Niewątpliwie wiele jeszcze bardzo ciekawych szczegółów, poza tymi jakie znamy z opublikowanych prac Heweliusza, zawiera nie zbadana dotychczas w całości bardzo bogata korespondencja znajdująca się w Paryżu. Dopiero naukowe opracowanie tego materiału może nam w całości dać obraz prac i osiągnięć tego najwybitniejszego po Koperniku astronoma polskiego.

Wielopładowa teoria dynamiczna Galaktyki

K. RUDNICKI

Jak wiadomo, w dynamice regularnych sił Galaktyki podstawową rolę odgrywa obecnie tzw. teoria elipsoidalna. Wykazuje ona kilka zasadniczych wad. Z jednej strony Camm [1] i Fricke [2] wykazali, że posiada ona wewnętrzne sprzeczności teoretyczne, z drugiej — przewidziana przez nią elipsoidalna prędkość powinna być obrotowa spłaszczona, gdy w rzeczywistości jest obrotowa wydłużona. Przy tym wyróżniona jest w rzeczywistości oś radialna, gdy teoria przewiduje wyróżnienie osi transwersalnej. Te ostatnie wnioski są wyprowadzone w założeniu symetrii osiowej Galaktyki, która w przybliżeniu zachodzi w rzeczywistości, gdy tymczasem przewidziany rozkład nie jest spełniony nawet w przybliżeniu.

Poza tym teoria elipsoidalna posiada tę zasadniczą wadę, że narzuca rozkładowi gwiazd bardzo ograniczoną postać (powierzchnia drugiego stopnia), która nie może być ściśle spełniona w przyrodzie. Po takiej sztywnej teorii w najlepszym razie można się spodziewać pierwszego przybliżenia. Chandrasekhar widzi możliwość częściowego wyjścia poza schemat elipsoidy przez nałożenie kilku elipsoid należących do różnych podsystemów i podając prawa nakładania na siebie wielu elipsoid [3] proponuje nałożenie dwu elipsoid, np. reprezentujących gwiazdy powolne i szybkie [4]. Takie nałożenie kilku elipsoid usuwa sprzeczność teoretyczną.

Wydaje mi się, że konsekwentnie rozszerzając myśli Chandrasekhara można przez nakładanie pojedynczych rozkładów doprowadzić teorię do należytej zgodności z obserwacją. Należy w tym celu wybrać rozkład prędkości dopuszczający największą dowolność potencjału, a więc rozkład sferyczny. Przez nakładanie wielu rozkładów sferycznych o różnych dyspersjach i rozmaitych prędkościach centroidów można uzyskać niemal dowolny rozkład prędkości przy największej możliwej dowolności potencjału, co w teorii elipsoidalnej jest z zasadniczych przyczyn nieosiągalne. Pojedyncze rozkłady sferyczne trzeba przy tym traktować jako pewne twory teoretyczne, a nie koniecznie jako odrębne fizycznie podsystemy gwiazdowe, podobnie jak traktuje się poszczególne wyrazy szeregu, które mogą, ale nie muszą mieć samodzielnego znaczenia fizycznego. Nakładając nieskończenie wiele rozkładów sferycznych należy się spodziewać uzyskania całkowitej zgody z obserwacją. Przez analogię do kinematycznej teorii dwu lub wielu prądów gwiazd, można tak zbudowaną teorię nazwać wielopładową teorią dynamiczną.

Dla sprawdzenia przydatności takiej teorii skonstruowałem prymitywny model Galaktyki składający się z trzech par prądów. Założyłem przy tym symetrię osiową Galaktyki, z której wynikły dość wiążące zależności dla prędkości centroidów poszczególnych prądów, oraz wartości na pochodne dyspersyj względem czasu. Tych

ostatnich wartości nie można niestety wyznaczyć i sprawdzić obserwacyjnie. Konstrukcję modelu przedstawia z grubsza poniższa tabelka:

Prąd	Dypersja prędkości	Pochodna dypersji prędkości (wartość bezwzględna)	Prędkość radialna centroidu	Kątowa prędkość rotacji	Liniowa prędkość rotacji w okolicach Słońca
A1	15 km/sek	360 km/sek/mld lat	+ 19 km/sek	31 km/sek/kps	250 km/sek
A2	„	„ „	— 19 km/sek	„ „	„ „
B1	100 km/sek	2400 km/sek/mld lat	+ 19 km/sek	2,5 km/sek/kps	20 km/sek
B2	„	„ „	— 19 km/sek	„ „	„ „
C1	—	—	+ 19 km/sek	90 km/sek/kps	—
C2	—	—	— 19 km/sek	„ „	—

Pierwsza para prądów reprezentuje dwa prądy kaptajnowskie i jest równoważna elipsoidzie prędkości dla I populacji gwiazd. Druga para odpowiada gwiazdom II populacji w naszych okolicach Galaktyk. Wreszcie trzecia para przedstawia gwiazdy jądra Galaktyki i jest potrzebna dla doprowadzenia do zgodności z obserwacją prędkości rotacji Galaktyki w obszarach bliższych jej środka. O dypersji prędkości tych prądów nie czyniłem żadnych założeń.

Otrzymuje się w ten sposób obraz na ogół zgodny z obserwacją. Przez dodanie dalszych prądów i pozbycie się założenia symetrii osiowej można otrzymać subtelniejszą zgodność. Warto jednak zaznaczyć, że założenie symetrii osiowej prowadzi do wniosku, że podsystemy (mam na myśli realne podsystemy fizyczne) o większej dypersji prędkości powinny mieć rozkład prędkości bardziej sferyczny, o mniejszej — bardziej wydłużony i to właśnie w kierunku radialnym, co rzeczywiście w Galaktyce obserwujemy, a czego teoria elipsoidalna nie tłumaczy.

LITERATURA

- [1] G. L. C a m m, Monthly Notices R. A. S. **101**, 195 (1941).
- [2] W. F r i c k e, Astronomische Nachrichten **280**, 193 (1952).
- [3] S. C h a n d r a s e k h a r, Astrophysical Journal **92**, 441 (1940).
- [4] S. C h a n d r a s e k h a r, *Principles of Stellar Dynamics* (Chicago 1942).

O zmianach w elipsoidzie prędkości gwiazd przy zwiększaniu odległości od płaszczyzny równikowej Galaktyki

K. RUDNICKI

Jak wiadomo, elipsoidalna teoria dynamiczna Galaktyki nie jest w stanie doprowadzić do zgodności obserwowanej elipsoidy prędkości z rozkładem gwiazd w przestrzeni. Wysuwano przypuszczenie, że obserwowany rozkład prędkości obowiązuje tylko w naszych częściach Galaktyki, nie jest jednak charakterystyczny dla wszystkich jej okolic. Ostatnio myśl tę wznowił P. P. P a r e n a g o [1] popierając hipotezę, że elipsoidalna o osi największej zwróconej ku środkowi Galaktyki jest charakterystyczna tylko dla płaszczyzny równikowej, gdzie spełniony jest warunek $\frac{\partial V}{\partial \omega \partial z} = 0$, w pozostałych obszarach obowiązuje elipsoidalna obrotowa z wyróżnioną osią najmniejszą.

Dla zbadania tej hipotezy użyłem mojej metody wyznaczania elipsoidy prędkości dla ograniczonych grup gwiazd, którą referowałem na Zjeździe w Toruniu [2]. Opracowałem obszar nieba leżący w okolicach bieguna galaktycznego ($b \geq 70^\circ$).

Ogółem pełne dane o prędkościach przestrzennych miałem tylko dla 78 gwiazd, z których odrzuciłem dwie z prędkościami radialnymi > 60 km/sek. Gwiazdy grupowałem w różny sposób według paralaks. Otrzymałem następujące wyniki:

Grupa	A	B'	B''	C'	C''	
Określenie	gwiazdy o paralaksach $\pi > 0'',02$	gwiazdy o paralaksach $0 < \pi \leq 0'',02$ (bez paralaks ujemnych)	gwiazdy o paralaksach $\pi \leq 0'',02$ (łącznie z paralaksami ujemnymi)	gwiazdy o paralaksach $0 < \pi \leq 0'',01$ (bez paralaks ujemnych)	gwiazdy o paralaksach $\pi \leq 0'',01$ (łącznie z paralaksami ujemnymi)	
średnia odległość	24 ps	114 ps	—	196 ps	—	
liczba gwiazd	46	26	30	12	16	
dyspersje w kierunkach	radialnym X	32 km/sek	9 km/sek	8 km/sek	1,3 km/sek	0,5 km/sek
	transwersalnym Y	17 km/sek	5 km/sek	5 km/sek	1,0 km/sek	0,9 km/sek
	prostopadłym do pł. Gal. Z	17 km/sek	11 km/sek	11 km/sek	11 km/sek	11 km/sek
stosunek $\frac{y}{x}$	0,53	0,56	0,63	0,77	1,80	

Wydaje się, że wybitne zmniejszanie się dyspersji prędkości w miarę oddalania się od płaszczyzny Galaktyki należy uważać za wynik jakichś błędów. Można przypuszczać, że wartości błędów prawdopodobnych paralaks, które decydująco wpływają na obliczenie tych składowych dyspersji rzeczywistych, są w katalogach systematycznie przeceniane dla tej okolicy nieba (w płaszczyźnie Galaktyki podobnego efektu nie zauważyłem. [2]). Zbyt wątpliwe, lecz kuszące jest przypuszczenie, że przynajmniej część tego efektu jest realna. Brak w tej chwili możliwości sprawdzenia tego na innej drodze.

Ciekawa jest systematyczna zmiana stosunku osi transwersalnej Y do radialnej X. Wydaje się, jakby wartość tego stosunku 0,63 była tylko średnią dla gwiazd o różnej odległości od płaszczyzny Galaktyki. Jeśli na innej drodze i przy użyciu większego materiału statystycznego dałoby się ten fakt potwierdzić, to świadczyłoby to przeciw teorii elipsoidalnej. Jak wiadomo, zgodność teoretycznie wyznaczonego stosunku 0,63 z zaobserwowanym jest głównym argumentem na korzyść tej teorii.

LITERATURA

- [1] *Астрономический Журнал*, том XXIX стр. 245.
 [2] *Sprawozdania P. T. A.* Zeszyt IV. str. 59.

Wpływ przesuwania się ciemnej materii na zmiany jasności gwiazd

K. RUDNICKI

Na jednym z seminariów Oddziału Warszawskiego P. T. A. prof. dr Wł. Zonn postawił problem, czy ruchy ciemnych mgławic mogą wywoływać obserwowalne zmiany blasku gwiazd przez nie przysłaniane. Podałem pewien projekt rozwiązania, który został gruntownie przedyskutowany na dwu seminariach. To, co referuję, jest więc owocem zespołowej pracy uczestników seminariów.

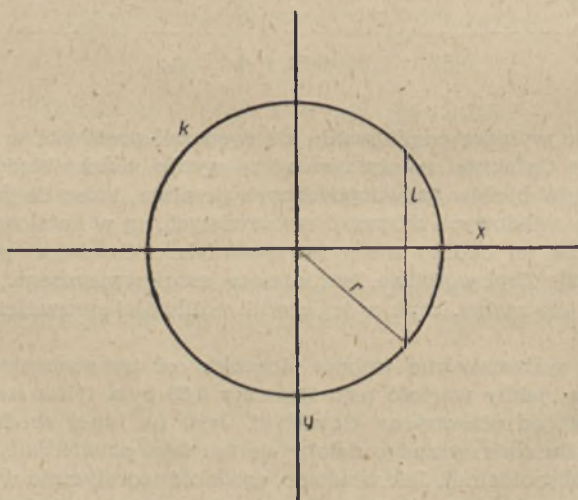
Rozpatrzmy pojedynczą mgławicę o jednorodnej gęstości i kształcie kulistym. Niech skutek ruchu promień widzenia gwiazdy odcina na powierzchni mgławicy pewne małe koło k . Średnia zmiana (pod względem wielkości absolutnej) długości promienia widzenia znajdującego się wewnątrz mgławicy (rys. 1) wyrazi się wzorem

$$\left| \frac{dt}{dx} \right| = 2 \left| \frac{dy}{dx} \right| = \frac{2}{r} \sqrt{r^2 - x^2} = 2,$$

nie zależy więc od średnicy koła, a co za tym idzie od rozmiarów mgławicy i od sposobu, w jaki przecina ją promień. Wynika stąd wyrażenie na pochodną absorpcji A względem czasu dla pojedynczej mgławicy

$$\left| \frac{dA}{dt} \right| = 2V_t \frac{dA}{dl} = 2V_t a,$$

gdzie a oznacza absorpcję na jednostkę długości wewnątrz mgławicy, a V_t — składową prędkości mgławicy prostopadłą względem promienia widzenia gwiazdy. Ta



Rys. 1

ostatnia zależy od dyspersji prędkości mgławic σ , od ruchu Słońca względem centroidu mgławicy (utożsamiam go z ruchem ku apeksowi o prędkości V_{\odot}) i od prędkości tangencjalnej gwiazdy względem Słońca V_G . Zakładając przypadkowe złożenie się tych

wszystkich ruchów i równomierną gęstość mgławic wzdłuż promienia widzenia dochodzi się do wzoru

$$\left| \frac{dm}{dt} \right| = 2a \sqrt{n} \sqrt{V_{\odot}^2 \sin^2 \lambda + \sigma^2 + \frac{1}{3} V_G^2},$$

gdzie n jest ilością mgławic przecinanych promieniem widzenia, a λ odległością kątową gwiazdy od apeksu.

Przyjmując, że mgławice nie są jednorodne, lecz składają się z koncentrycznych warstw kulistych o jednakowej gęstości, dochodzi się do tego samego wzoru, tylko a oznacza wtedy średnie pochłanianie na jednostce długości wewnątrz mgławicy. W przypadku kształtów nieregularnych zmiany blasku będą na ogół większe, jednak przy pewnym preferencyjnym ułożeniu mgławic dla niektórych kierunków mogą być również mniejsze.

Przyjmując średnie rozmiary mgławicy równe 2,3 ps, średnią absorpcję w mgławicy $0^m,27$, a co za tym idzie $a = 0^m,12/\text{ps}$, $\sigma = 5 \text{ km/sek}$, $V_{\odot} = V_G = 20 \text{ km/sek}$ otrzymuje się dla gwiazd leżących w Drodze Mlecznej i zarazem w odległości 90° od apeksu (Perseus względnie pogranicze gwiazdozbiorów Triangulum Austrinum i Norma) w odległości $3/4$ kps, co odpowiada $n = 9$, średnią zmianę jasności 7.10^{-13} wielk. gw. na sekundę, czyli $0^m,0002$ na 10 lat. Dla gwiazd szybkich, o prędkościach tangencjalnych ponad 200 km/sek można się spodziewać efektu dziesięciokrotnie większego. Istnieje możliwość wykrycia takiego efektu pomiarami różnicowymi elektrofotometrycznymi powtarzanymi co kilka lub kilkanaście lat.

Empiryczny związek między granicami błędu w metodzie kalkowej i błędem średnim

R. SZAFRANIEC

W 1934 roku dokonywałam w Krakowie po raz pierwszy obserwacji jasności gwiazd zaćmieniowych metodą Argelander'a. Do metody obserwacji i wyników tych obserwacji odnosiłam się z nieufnością i przypuszczam, że każdy, kto pierwszy raz zabiera się do takich obserwacji, jest w podobnej sytuacji. Dopiero po opracowaniu obserwacji, gdy okazuje się, że istnieje niespodziewana wewnętrzna zgoda, nabiera się zaufania i pewności siebie.

Jest rzeczą znaną, że obserwacje metodą Argelander'a nie dają krzywej zmian blasku, z której by można wyznaczyć dobre elementy orbitalne. Przyczyną jest brak gwarancji, że skala jasności jest poprawna. Natomiast doświadczenie nasze w Krakowie przekonuje nas, że z obserwacji dokonanych metodą Argelander'a doskonale wyznaczyć można momenty minimów, nie ustępujące momentom minimów uzyskanych na mozolnej drodze fotometrii fotoelektrycznej. Metoda Argelander'a, zwłaszcza w modyfikacji według Nijlanda - Błażki - Gadowskiego, ma tę przewagę nad każdą fotometrią, że w ciągu jednego wieczoru można uzyskać materiał do momentów minimów dla wielu gwiazd, a poza tym można ją stosować nawet przy częściowym zachmurzeniu nieba. Zdecydowany wpływ na zwiększenie rezultatów, to znaczy ilości i pewności minimów wyznaczonych z obserwacji, miało zastosowanie metody kalkowej do wyznaczania momentów minimów.

W *Acta Astronomica* * podałam przykład stosowania metody kalkowej i wyznaczania granic błędu. Metodę tę wraz z wyznaczaniem granic błędu wprowadził przed

30 laty w Krakowie dr K. Kordylewski, wówczas student 3 roku astronomii i jednocześnie asystent Obserwatorium Krakowskiego. Metodę tę stosowano od tego czasu, wyznaczając granice błędu bez wnikania w naturę granic błędu. Stosowano ją po prostu w taki sposób, że wykreślano obserwacje na papierze milimetrycznym, odbijano je na przezroczystej kalce razem z osią czasu, odwracano kalkę o 180° tak, żeby oś czasu się nakrywała, i znajdowano położenie kalki, przy którym była najlepsza zgodność punktów na kalce z punktami na papierze milimetrycznym. To położenie kalki określało najlepszy moment minimum. Następnie przesuwano kalkę wzdłuż osi czasu aż do położenia, w którym niezgodność obserwacji występowała rażąco. Takie położenie wyznaczało moment, który od najlepszego momentu minimum różnił się o wielkość zwaną „granicę błędu“. Jeżeli przesunięcie kalki w drugą stronę dawało inne granice błędu, to przyjmowano dla charakterystyki wyniku większą z tych liczb, jako granice błędu, oznaczając je znakiem (\mp). Uważano, że liczba ta określa granice, w których leży prawdziwy moment minimum. Wielkość ta nie ma żadnego teoretycznego uzasadnienia i nie jest bezpośrednio miarą dokładności wyniku.

Ze względu na powszechne używanie metody kalkowej i ogłaszane w Astr. Journ. wyniki — różni bowiem obserwatorowie, jak J. Ashbrook, S. Whitney stosują metodę kalkową — pokusiłam się rozstrzygnąć kwestię, w jaki sposób granice błędu określają dokładność wyniku i jaki istnieje związek z błędem średnim, wyznaczonym metodą najmniejszych kwadratów. Nawiasem dodam, że J. Ashbrook przy momentach minimów, wyznaczonych metodą kalkową, podaje wielkość oznaczoną znakiem (\pm) zapewne mylnie używając tego znaku zamiast znaku (\mp).

Do przeprowadzenia badań należało mieć materiał, to znaczy minima wyznaczone graficznie z granicami błędu i z tych samych obserwacji minima wyznaczone metodą najmniejszych kwadratów z błędem średnim. Ponieważ materiał z faktycznych obserwacji był niewystarczający, przeto za radą prof. S. Piotrowskiego posłużyłam się sztucznym przykładem, opartym o 100 wylotowanych liczb, które uważałam za odchyłki od krzywej. Przyjmując błąd średni jednej obserwacji $\mu = \pm 0m,1$, zgodny z faktycznym błędem przy wizualnych obserwacjach, ustaliłam 1000 liczb z pomocą

tablic funkcji $\Theta(x) = \frac{2}{\pi} \int_0^x e^{-x^2} dx$. Liczby te zawarte w przedziale od $-0,34$ do $+0,34$,

a różniące się o jedną setną można było uważać za odchyłki zgodne z prawem błędu Gaussa.

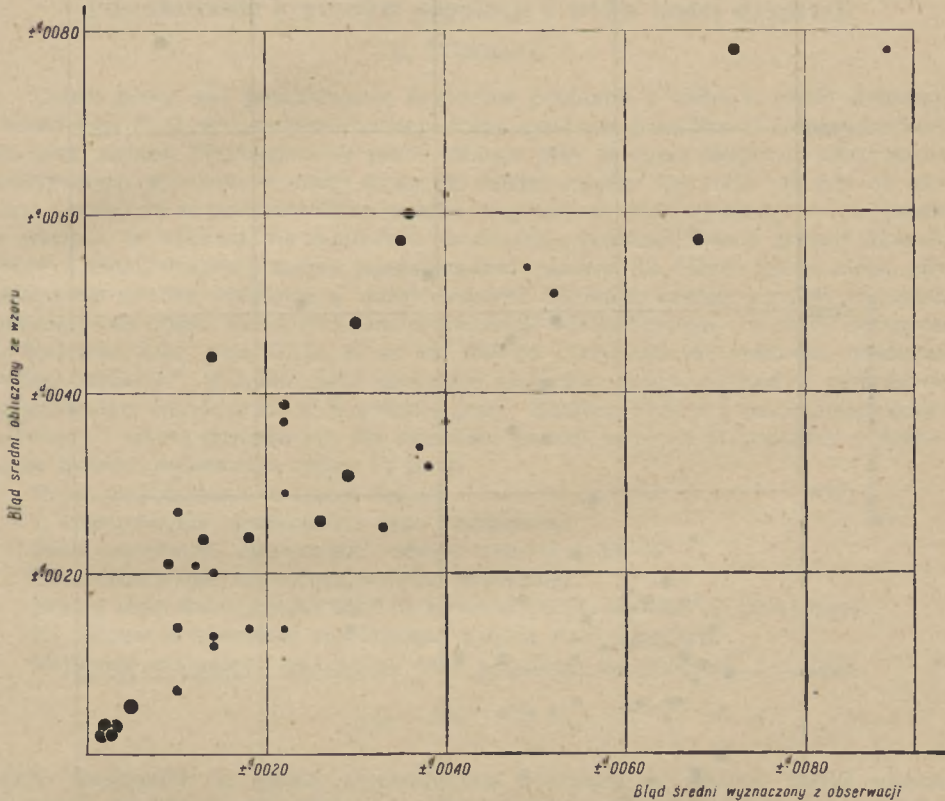
Z tych liczb wylotowałam 100, które uważałam za kolejne odchyłki od krzywej zmian blasku utworzonej z fikcyjnych obserwacji robionych w równych odstępach czasu. Krzywą przyjąłam dla uproszczenia w formie dwóch półprostych nachylonych pod kątem 135° i 45° do osi czasu zbiegających się w minimum. Z otrzymanych tak odchyłek od krzywej wyznaczyłam błędy średnie, a po wykreśleniu tych odchyłek na papierze milimetrycznym również i granice błędu z tych samych liczb dobieranych rozmaicie.

Z materiału obejmującego 313 momentów minimów z fikcyjnych obserwacji otrzymałam cztery następujące wnioski:

1. Granice błędu są większe niż błąd średni albo równe jemu.
2. „ „ „ rosną w miarę zwiększania się ilości obserwacji N , gdy błąd średni, jak wiemy, jest proporcjonalny do $1/\sqrt{N}$.
3. Granice błędu wyniku są proporcjonalne do błędu jednej obserwacji tak samo jak błąd średni wyniku $m = \mu/\sqrt{p} = \text{const. } \mu$.
4. Wynik niezwykle ciekawy, który szerzej opiszę:

Oznaczmy przez n_I ilość obserwacji na I gałęzi, przez n_{II} — ilość obserwacji na II gałęzi krzywej. Gdy wyznaczamy błąd średni wyniku, to jego wielkość zależy od ilości obserwacji $N = n_I + n_{II}$, ale obojętne jest przy tym, czy obserwacje rozłożone są równomiernie na obydwu gałęziach krzywej, czy też jedna gałąź jest słabsza, to znaczy ma mniejszą ilość punktów niż druga. Jeżeli przy m_1 oznaczymy błąd średni w wypadku gdy $n_I = n_{II}$, a przy m_2 oznaczymy błąd średni w wypadku gdy $n_I < n_{II}$, to $m_1 = m_2$.

Tymczasem w metodzie kalkowej granice błędów nie zachowują się tak jak błąd



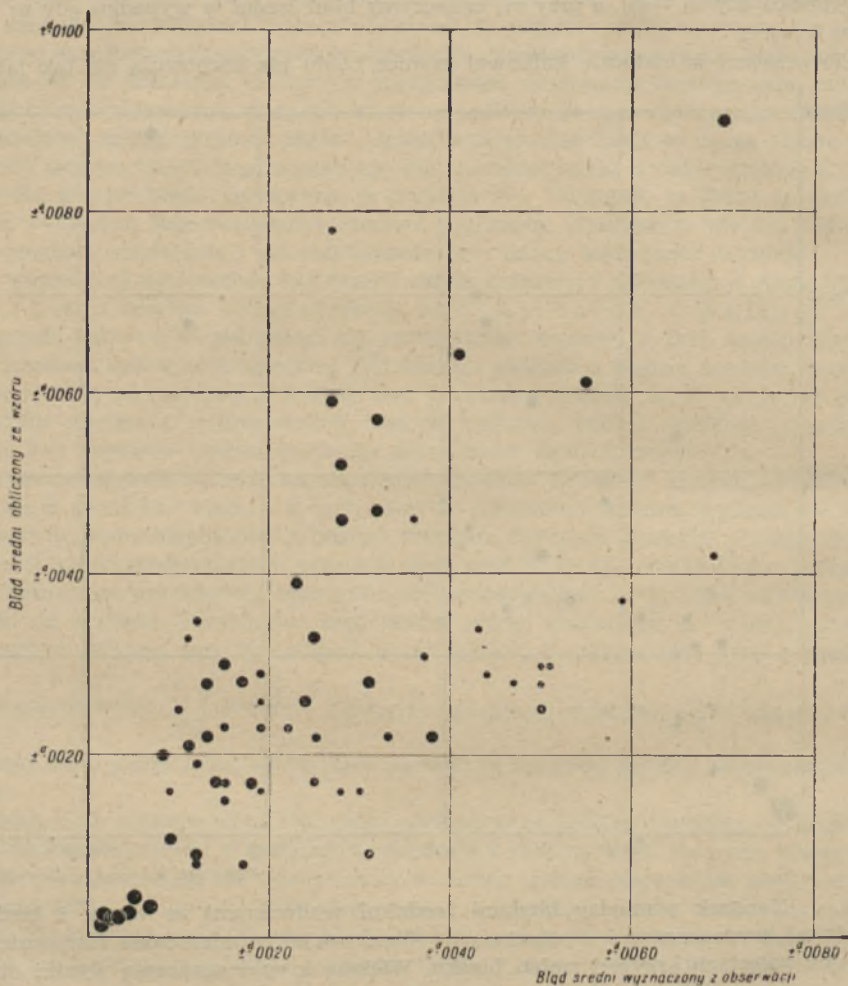
Rys. 1. Związek pomiędzy błędami średnimi wyliczonymi ze wzoru i błędami średnimi wyznaczonymi z obserwacji. Obserwacje rozmieszczone równomiernie na obu gałęziach krzywej zmian blasku. Większe kropki oznaczają wyniki otrzymane z obserwacji gwiazd o większej amplitudzie

średni. Dla $n_I = n_{II}$ otrzymuje się maksymalną wartość granicy błędów; gdy zaś np. $n_I < n_{II}$, to granice błędów wypadają mniejsze i to tak, że wartość granicy błędów zależy od ilości punktów na słabszej gałęzi.

Znalezienie wzoru, który by pozwalał przeliczać granice błędów na błąd średni z uwzględnieniem wymienionych czterech związków nie jest proste. Próby doprowadziły do napisania wzoru, który stosuje się do jednakowej ilości punktów na gałęziach, nie uwzględniając wypadku 4:

$$\text{Błąd średni} = \frac{1}{0,13 N + 1} \cdot \text{granice błędów}$$

N — ilość obserwacji. Wzór ten otrzymałam z materiału wyznaczonego przeze mnie. Niemniej mimo subiektywności wyznaczania granic błędu można stosować go do przeliczania granic błędów innych obserwatorów, gdyż z tabelki zamieszczonej w pracy ogłoszonej w *Acta Astronomica* Ser. b, 2, 117—118 wynika, że granice błędu, wyznaczone przez piszącą, są średnią z granic błędów innych obserwatorów.



Rys. 2. Związek jak na rys. 1, lecz przy nierównomiernym rozmieszczeniu obserwacji na gałęziach

Dla sprawdzenia tego wzoru wyznaczyłam 36 minimów gwiazd zaćmieniowych faktycznie obserwowanych o równym rozkładzie obserwacji na gałęziach i 66 momentów o różnym rozkładzie obserwacji na gałęziach dla 6 gwiazd o różnych amplitudach. Policzylam minima z błędami średnimi i graficznie minima z granicami błędu. Wychodząc z granic błędu przeliczyłam je za pomocą wyżej podanego wzoru na błędy średnie. Rysunek 1. obrazuje zgodność błędów średnich wyliczonych ze wzoru i błędów średnich wyznaczonych z obserwacji w wypadku równego roz-

kładu obserwacji na gałęziach. Większe kropki oznaczają wyniki otrzymane z obserwacji gwiazdy o większej amplitudzie, a zatem pewniejsze.

Rysunek 2. odnosi się do minimów o nierównym rozkładzie obserwacji na gałęziach. Wykazuje on większe rozproszenie punktów i wskazane są dalsze poszukiwania wzoru ogólniejszego. Podany wyżej wzór może służyć tymczasem do przeliczania granic błędu na błędy średnie we wszystkich wypadkach.

Poszukiwanie kryteriów populacji z widm małej dyspersji

H. TOMASIK

Celem pracy jest poszukiwanie kryteriów populacji z widm o małej dyspersji gwiazd klas *F*, *G*, *K* i w konsekwencji próba ustalenia klasyfikacji trójwymiarowej dla tych gwiazd. Dotychczasowe prace robione były w dużej dyspersji. Otrzymanie pozytywnych wyników w małej dyspersji (odstęp między $H\gamma$ i $H\delta$ 1,65 mm na kliszy) — poza tym że potwierdzałoby wyniki otrzymane w dużej dyspersji — ma jeszcze tę wartość, że wskazuje na możliwość rozróżniania populacji wśród gwiazd słabych. Prace w małej dyspersji można przeprowadzać masowo, dla całych okolic nieba, gdy tymczasem analiza widmowa w dużej dyspersji obejmuje zawsze szczupły materiał. Obecna praca opiera się na tym samym materiale obserwacyjnym co praca ogłoszona w Biuletynie Obs. Astr. U. M. K. nr 11, 1953 pt. „Fotograficzne gradienty względne gwiazd szybkich“. Wszelkie dane dotyczące materiału obserwacyjnego i używanych instrumentów znajdują się w powyższej pracy. Robiono zdjęcia z pryzmatem obiektywowym i siatką dyfrakcyjną dla trzynastu gwiazd szybkich II populacji i osiemnastu gwiazd porównania, typów *F*, *G*, *K*.

Pracę wykonywano w trzech fazach:

I. Poszukiwanie ekwiwalentu typu widmowego.

Jako ekwiwalent otrzymałam różnicę natężeń „CH—H“.

II. Poszukiwanie kryterium jasności absolutnej.

Pewne choć słabe wyniki dały tu wykresy „(CH—H)/4180“ i „(CH—H)/H“.

III. Szukanie kryteriów rozróżniania gwiazd dwu populacji.

Najlepsze rozsuniecie gwiazd na dwie populacje dał wykres

$$\left(\text{CH} - \frac{H\gamma + H\delta}{2} \right) / \text{Fe}''.$$

Warto wspomnieć, że oprócz wymienionych wykresów wykonałam szereg innych (w sumie 15), które potwierdzają realność znalezionych efektów. Pracę wykonałam w Obs. U. M. K. w Piwnicach pod kierownictwem prof. W. Iwanowskiej.

O badaniach „łańcuszkowości” w rozkładzie gwiazd na niebie

WŁ. ZONN

Znane są szeroko przypadki, przy których astronomowie badający pewne wybrane obszary nieba stwierdzali, iż wiele gwiazd w tych obszarach układa się w formie „łańcuszków“, i wyciągali z tego daleko idące nieraz wnioski kosmogoniczne. Stwierdzenia te wynikały jednak najczęściej z subiektywnego wrażenia odnoszonego przy oglądaniu map lub zdjęć nieba. Dotychczas brakuje nam jakichś obiektywnych kryteriów słuszności tego rodzaju stwierdzeń (na co zwrócił uwagę ostatnio O. Struve na zjeździe Międzynarodowej Unii Astronomicznej w Rzymie w 1952 r.).

Wydaje się, iż bardzo trafne i obiektywne kryterium występowania „łańcuszkowości“ w rozkładzie gwiazd można znaleźć w pracach pewnej grupy matematyków wrocławskich.

Znany jest sposób Czekanowskiego udoskonalony i zmodyfikowany przez H. Steinhausa i jego uczniów* łączenia w grupy obiektów badań statystycznych podług ich cech — w grupy nazwane dendrydami. Metoda ta polega na tym, że każdemu obiektowi badanemu podporządkowujemy w przestrzeni k -wymiarowej punkt określony k cechami, rozpatrywanymi w naszych badaniach, a które traktujemy jako współrzędne punktu. Tak powstałe punkty łączymy następnie odcinkami prostej w ten sposób, że każdy punkt łączymy tylko z najbliższym mu punktem. Powstają w ten sposób twory geometryczne nazwane właśnie dendrydami I rzędu, które reprezentują (jak to można udowodnić) jedyny „najlepszy“ sposób połączenia punktów — to znaczy sposób, przy którym suma długości odcinków łączących dane punkty jest najmniejsza. Dendrydy I rzędu można z kolei łączyć na tej samej zasadzie w dendrydy II rzędu itd. aż do wyczerpania wszystkich punktów badanych.

Odsyłając do literatury specjalnej zainteresowanych tym niezmiernie ciekawym i istotnym zagadnieniem matematyki stosowanej, przedstawię tu tylko zastosowanie dendrydów do problemu „łańcuszkowości“ w rozkładzie gwiazd na niebie. Autorem tego pomysłu i wykonawcą kilku zastosowań jest mgr S. Zubrzycki z Wrocławia.

Na mapie, przedstawiającej badaną okolicę nieba (w jakimś odwzorowaniu zbliżonym do równoodległościowego), budujemy z gwiazd badanych dendrydy I rzędu. Przeliczamy następnie, ile w nich mamy punktów, z których „wychodzi“ jeden, dwa, trzy itd. odcinki; punkty te nazwijmy węzłami 1, 2, 3... rzędu. Tę samą operację należy wykonać nad fikcyjną mapą zawierającą tyle samo gwiazd, co i „prawdziwa“, których współrzędne wybieramy z tablic liczb przypadkowych.

Jeśli w pierwszym przypadku liczba węzłów drugiego rzędu będzie wyraźnie większa niż w drugim, mamy istotnie do czynienia z tendencją układania się gwiazd w „łańcuszki“. W przeciwnym przypadku mamy rozkład najzupełniej przypadkowy. Kryterium to pozwoli nam odróżnić wyniki przypadkowe od realnych.

Dwa obszary nieba, w których, jak się wydawało, „łańcuszkowość“ występowała szczególnie wyraźnie, w tym ujęciu tego efektu nie wykazały. Były to a) obszar o rozmiarach $1^{\circ} \times 1^{\circ}$ i środku $\alpha_{1855} = 23^{\text{h}} 23^{\text{m}}$; $\delta_{1855} = +60^{\circ}00'$ zawierający 380 gwiazd do 14^{m} i b) obszar o rozmiarach $5^{\circ} \times 7^{\circ}$ i środku $\alpha_{1855} = 19^{\text{h}} 54^{\text{m}}$; $\delta_{1855} = +30^{\circ}00'$ zawierający 983 gwiazdy do 10^{m} .

Wydaje się, że przedstawioną tutaj metodę, bardzo ekonomiczną i pomysłową, można z powodzeniem zastosować do badania „łańcuszkowości“ gwiazd w innych obszarach, w których występowanie tego efektu wielu astronomów sygnalizowało.

O rozmieszczeniu materii międzygwiazdowej w sąsiedztwie Słońca

WŁ. ZONN

Odkrycie „kłaczkowości“ w strukturze materii międzygwiazdowej wywołującej absorpcję ciągłą (w składowej pyłowej materii międzygwiazdowej) zakwestionowało słuszność wielu dotychczasowych metod i wyników badań nad rozmieszczeniem jej w przestrzeni międzygwiazdowej.

* K. Florek, J. Łukaszewicz, J. Perkal, H. Steinhaus, S. Zubrzycki: *Taksonomia Wrocławska* (1952).

Większość dotychczas stosowanych metod opierała się na badaniach nadwyżek barwy gwiazd położonych w różnych kierunkach i różnych odległościach od Słońca. Przy tym badacze wyznaczyli zazwyczaj średnią nadwyżkę barwy grupy gwiazd blisko siebie położonych i tę średnią nadwyżkę traktowali jako parametr charakteryzujący rozkład gęstości materii międzygwiazdowej pomiędzy obserwatorem a grupą gwiazd badanych. Ściślej mówiąc przyjmowano, że średnia nadwyżka barwy E jest proporcjonalna do całki z gęstości materii absorbującej.

$$\bar{E} \sim \int_0^r D(r, b, l) dr,$$

gdzie $D(r, b, l)$ oznacza gęstość (średnią) materii międzygwiazdowej będącą funkcją odległości r i kierunku wyznaczonego przez współrzędne galaktyczne b i l . Z rozwiązania tego równania otrzymuje się szukaną funkcję D dla różnych kierunków i różnych odległości.

W istocie obserwowana średnia nadwyżka barwy jest z reguły mniejsza niż rzeczywista i to z powodu nieuniknionej selekcji gwiazd o małych nadwyżkach barwy, wynikającej właśnie z „kłaczkowatej“ struktury materii międzygwiazdowej. Promień idący od gwiazdy do nas może napotkać na swej drodze mniejszą lub większą liczbę obłoków materii międzygwiazdowej. Pośród gwiazd tworzących badaną grupę te gwiazdy, które przypadkowo zaślania duża liczba obłoków, nie będą w ogóle obserwowane, ponieważ ich jasność (w dowolnym układzie fotometrycznym) ulegnie zbyt dużemu osłabieniu i wobec tego gwiazdy te znajdą się poza granicą jasności dostępnemu danemu instrumentowi lub poza granicą jasności danego katalogu.

Oznaczmy jasność graniczną danego instrumentu lub katalogu przez m_0 ; przez m zaś jasność którejś z gwiazd (tworzących daną grupę) uwolnioną od wpływu absorpcji międzygwiazdowej. Otóż gwiazdy, dla których nadwyżka barwy E jest większa niż $(m_0 - m)/R$ (tutaj R oznacza stosunek absorpcji ogólnej do absorpcji selektywnej), nie będą dostępne obserwacjom, ponieważ ich jasność obserwowana m' jest większa niż m_0 . Istotnie z nierówności

$$E > \frac{m_0 - m}{R}$$

wynika natychmiast, że jasność obserwowana

$$m' = m + A = m + RE > m_0.$$

Gwiazdy o dużych nadwyżkach barwy są w ten sposób automatycznie eliminowane z każdego materiału obserwacyjnego co, oczywiście, zmniejsza obserwowaną „średnią“ wartość nadwyżki barwy badanej grupy gwiazd.

Autor referowanej pracy podjął próbę uwzględnienia wpływu selekcji przy tego rodzaju badaniach i otrzymania bardziej zgodnego z rzeczywistością obrazu rozmieszczenia materii międzygwiazdowej w naszym najbliższym otoczeniu.

Wobec stosunkowo niedużej średniej liczby obłoków przecinanych przez promienie obserwowanych przez nas gwiazd można przyjąć, że prawdopodobieństwem przecięcia przez prostą łączącą gwiazdę z obserwatorem x obłoków rządzi prawo Poissona. Wobec tego obserwowana średnia nadwyżka barwy \bar{E} grupy gwiazd powinna równać się:

$$\bar{E} = \sum_0^{x_0-1} \epsilon x e^{-\lambda} \frac{\lambda^x}{x!} = \epsilon \lambda - \sum_{x_0}^{\infty} \epsilon x e^{-\lambda} \frac{\lambda^x}{x!} = \bar{E}_0 - \sum_{x_0}^{\infty} \epsilon x e^{-\lambda} \frac{\lambda^x}{x!},$$

gdzie \bar{E}_0 jest „prawdziwą“ średnią nadwyżką barwy badanej grupy gwiazd, ε jest średnią nadwyżką barwy przy przejściu promienia przez jeden obłok. Wartość

$$x_0 = (m_0 - m) / \varepsilon R$$

jest największą liczbą obłoków przeciętych przez promień idący od gwiazdy o jasności m ; λ oznacza średnią liczbę obłoków przeciętych, zatem $\varepsilon\lambda = \bar{E}_0$

Rozkład Poissona dla stosunkowo dużych x_0 możemy aproksymować za pomocą rozkładu G a u s s a:

$$\bar{E} = \bar{E}_0 - \frac{1}{\sqrt{2\pi\sigma^2}} \int_{x_0}^{\infty} \varepsilon x e^{-\frac{(x-\lambda)^2}{2\sigma^2}} dx.$$

Gdyby w grę wchodziła tylko fluktuacja liczby obłoków na drodze między gwiazdą a obserwatorem, kwadrat dyspersji byłby $\sigma^2 = \lambda$. W rzeczywistości do głosu dochodzą jeszcze fluktuacje wynikające z błędów obserwacyjnych wyznaczenia nadwyżek barw, oraz fluktuacje wynikające z tego, że gwiazdy o jednym typie widmowym mają niejednakowe wskaźniki barw, co z kolei wywołuje fluktuację ich nadwyżek barw.

$$\sigma^2 = \lambda + \sigma_1^2 + \sigma_2^2,$$

gdzie σ_1 jest błędem średnim obserwacji nadwyżki barwy, σ_2 — dyspersją wynikającą z „rozrzutu“ wskaźników barw gwiazd o jednym typie widmowym. Łączną wartość: $\mu^2 = \sigma_1^2 + \sigma_2^2$ łatwo ocenić a priori na podstawie danych o gwiazdach najbliższych, praktycznie biorąc wolnych od wpływu absorpcji międzygwiazdowej. Zatem

$$\bar{E}_0 = \bar{E} + \frac{1}{\sqrt{2\pi(\lambda + \mu^2)}} \int_{x_0}^{\infty} \varepsilon x e^{-\frac{(x-\lambda)^2}{2(\lambda + \mu^2)}} dx = \bar{E} + c(\lambda, x_0).$$

Wartość niewiadomej $\bar{E}_0 = \varepsilon\lambda$ łatwo znajdziemy metodę kolejnych przybliżeń, przyjmując jako pierwsze przybliżenie wyrównaną wartość $\lambda = \bar{E}/\varepsilon$. To pierwsze przybliżenie w praktyce najzupełniej wystarcza ze względu na małą wartość wyrazu $c(\lambda, x_0)$, dla $x_0 \gg \lambda$. Z tego też powodu dokładność numerycznych wartości parametrów μ , R i ε wchodzących w skład $c(\lambda, x_0)$ nie ma dużego znaczenia, wartość bowiem $c(\lambda, x_0)$ dla $x_0 \gg \lambda$ niewiele od nich zależy.

Poprzednio opisaną metodę autor zastosował do wyznaczenia średniego rozkładu gęstości materii międzygwiazdowej w kierunkach o długości galaktycznej 60° — 90° , dla których miał bardzo dokładne dane co do nadwyżek barw gwiazd i ich typów widmowych (z uwzględnieniem podziału na olbrzymy i karły) w katalogu T. Elviusa*. Na wartość ε przyjął autor $0,25/R = 0,0625$; $R = 4$. Dla μ otrzymał autor 2 (w wielkościach gwiazdowych $\mu = 2 \cdot 0,0625 = 0,125$). Odległości gwiazd obliczał z modułu odległości m - M przyjmując jednakowe jasności absolutne dla wszystkich gwiazd danego podtypu widmowego (z podziałem oczywiście na olbrzymy i karły). Jasność m (wolną od wpływu absorpcji międzygwiazdowej) obliczano z zależności $m = m' - RE$, gdzie E jest obserwowaną nadwyżką barwy danej gwiazdy, m' — jasnością obserwowaną.

Prowizorycznie otrzymane wyniki wskazują na to, że średnia gęstość materii międzygwiazdowej zmienia się zależnie od odległości z od płaszczyzny równika ga-

laktycznego, w przybliżeniu zgodnie z zależnością zaproponowaną przez P. P a r e n a g o **

$$D = D_0 e^{-\frac{|z|}{\beta}}$$

(β jest tu stałą wynoszącą około 100 ps).

Poprzednio stosowana zależność

$$D = \text{const.} \quad |z| \leq 200 \text{ ps}$$

wyraźnie zawodzi. Na β otrzymuje się około 150 ps.

Otrzymane wyniki wskazują jeszcze na to, że w bezpośrednim sąsiedztwie Słońca, do odległości 100 ps mamy wyraźny deficyt gęstości materii międzygwiazdowej. Wydaje się, iż w rozważanym kierunku najbliższe otoczenie Słońca jest niemal że zupełnie wolne od materii międzygwiazdowej.

„Kłaczkowość“ materii międzygwiazdowej wywołuje podobne efekty selekcji w wielu innych badaniach statystycznych, np. odnoszących się do rozmieszczenia gwiazd i pośrednio — rozkładu mas i potencjału w sąsiedztwie Słońca. Wydaje się rzeczą dość istotną jak najszybsze skorygowanie wielu podstawowych danych ze względu właśnie na „kłaczkowość“ materii międzygwiazdowej.

* Stockholm Obser. Annaler 16, No 4 (1951).

**) *Астрономический Журнал* 17, N° 4 (1940) oraz 22 N° 3 (1945).

Epsilon Aurigae — najbardziej intrygujący układ gwiazdy podwójnej zaćmieniowej

R. SZAFRANIEC

Ostatnio ogłoszona została praca Z. Kopała [1], w której autor rozważa różne interpretacje obserwowanych zaćmień gwiazdy ϵ Aurigae, będącej szczególnym układem gwiazdy podwójnej. Jak wiadomo, ϵ Aurigae jest układem podwójnym, w którym główny widoczny składnik — nadolbrzym o typie widmowym cF5p — jest zaćmiewany przez niewidocznego towarzysza co 27,1 roku. Najbliższe minimum nastąpi w ciągu lat 1955—57. Całe minimum trwa w przybliżeniu 714 dni, przez około 330 dni gwiazda w minimum ma stałą jasność. To wskazuje na istnienie długotrwałego całkowitego zaćmienia, przy tym dziwnym jest fakt, że widmo układu w czasie całkowitości pozostaje takie jak widmo głównego składnika. Jasność gwiazdy w maksimum wynosi 3,7 mg. Amplituda zmiany blasku wynosi około 0,8 mg i jak wskazują obserwacje jest zupełnie niezależna od długości fali. Zaćmienie jest dlatego szczególne, że obserwowane fakty nie odpowiadają żadnemu z dotychczas przyjmowanych modeli odtwarzających te warunki.

Hipoteza postawiona [2] przez astronomów z obserwatorium Yerkes, że minima ϵ Aurigae są spowodowane zaćmieniem głównego składnika F przez zjonizowane warstwy towarzysza — prowadzi do wielu trudności w wyjaśnieniu faktów obserwowanych. Pomijając inne trudności, oryginalny model Yerkes ani żaden podobny model nie może wyjaśnić faktu, że światło układu jest dostatecznie niezależne od fazy.

E. Schoenberg i B. Jung [3] proponowali przyjąć, że półprzeźroczysta otoczka dokoła wtórnego składnika złożona jest nie ze zjonizowanego gazu, lecz ze stałych cząstek. Ten pogląd również nie tłumaczy płaskiego dna krzywej zmian blasku w minimach. Jakkolwiek bowiem cienka byłaby ta półprzeźroczysta otoczka, nigdy nie wywoła minimum o stałym blasku w czasie całkowitości.

Z. Kopał podaje nową własną hipotezę, która pozwala na uniknięcie trudności wynikających z podanych dotychczas modeli.

Autor zakłada, że główny składnik układu ϵ Aurigae ulega zaćmieniu nie przez otoczkę zjonizowanego gazu lub pyłu, lecz przez półprzeźroczysty płaski pierścień otaczający wtórny składnik. Pierścień ten składa się z cząstek o względnie dużych rozmiarach w porównaniu z długością fali światła widzialnego i jest nachylony do płaszczyzny orbity gwiazdy zaćmieniowej. W podanej hipotezie ϵ Aurigae różni się od innych znanych obecnie układów zaćmieniowych posiadających pierścienie nie dokoła wtórnego, lecz dokoła głównego składnika. W dodatku hipotetyczny pierścień w układzie ϵ Aurigae składałby się raczej ze stałych cząstek niż ze zjonizowanego gazu.

Bezpośrednio widać, że zaćmienie przez płaski pierścień może spowodować płaskie dno, co nie wystąpiłoby w wypadku otoczki. Jeżeli przy tym tworzące go cząstki są większe niż obserwowane długości fali, to światło przechodzące przez pierścień będzie rozproszone nieselektywnie i optyczna głębokość pierścienia będzie nie tylko niezależna od fazy zaćmienia, ale także i od długości fali.

Do wytłumaczenia zaobserwowanych faktów nie trzeba w tej hipotezie zakładać, że istnieje szczególnie silne natężenie ultrafioletowego promieniowania gwiazdy F ani też, że występuje nienormalnie niska zawartość wodoru w otoczce towarzysza — co zakładano w modelu Yerkes.

W czasie ostatniego minimum w latach 1927—29 robiono obserwacje spektroskopowe, które wskazywały, że więcej niż dwa lata przed zaćmieniem gwiazdy F linie absorpcyjne ϵ Aurigae zaczynały wykazywać małe przesunięcia połączone z niewielką asymetrią profilu linii (bardziej stromy przebieg ku czerwieni niż ku fioletowi). Asymetria linii stopniowo wzrasta i staje się wyraźnie widoczna tuż przed początkiem całkowitości. Po trzecim kontakcie linie stają się asymetryczne w przeciwnym sensie i stopniowo wracają do normalnego kształtu. Sens i wartość asymetrii O. Struve interpretował obrotem gwiazdy F dookoła osi, obrotem scharakteryzowanym przez szybkość równikową rzędu 50 km/sek. Przyjęcie takiej szybkości prowadziło do pewnych trudności. Gwiazda obracająca się z taką szybkością, aby utrzymać swoją stabilność, powinna być dużo gęstsza niż przypuszczano w modelu Yerkes.

Nie udało się w czasie zaćmienia znaleźć żadnego śladu absorpcji, mimo że wtórny składnik, nawet gdyby był bardzo zimny, powinien ją wywołać. Otrzymano widmo typu F całkowicie podobne do widma światła pochodzącego od głównej gwiazdy poza zaćmieniem.

Jeżeli przyjąć, że szybkości indywidualne stałych cząstek pierścienia są bardzo małe w porównaniu z ich szybkościami obrotowymi — co jest prawdopodobne, to wyjaśni się fakt asymetrii linii widma. Zaobserwowane odwrócenie kierunku asymetrii przed i po minimum wynikałoby w modelu Z. Kopala (podobnie jak w modelu Yerkes) z efektu obrotu. Podwojenie linii, jakie W. S. Adams i R. F. Sanford obserwowali na spektrogramach 6 lutego 1930 r. w środku głównego minimum, pozwala wnioskować, że linia węzłów pierścienia nie jest prostopadła do promienia widzenia.

Co do mas gwiazd składowych, to otrzymujemy z modelu Kopala, tak jak i z modelu Yerkes: główny składnik masywniejszy, $M_1 = 52\odot$, $M_2 = 30\odot$, przy nachyleniu orbity $i = 70^\circ$.

W celu wykrycia światła składnika wtórnego w ostatnich latach P. B. Felligett [4] i G. P. Kuiper użyli fotokomórki ołowiowo-siarczkowej, której maksymalna czułość leży w granicach od 1,0 do 2,8 μ . Poszukiwania podczerwonego światła, pochodzącego od wtórnego składnika gwiazdy ϵ Aurigae, nie dały rezultatów. Wskazuje to na fakt, że efektywna temperatura wtórnego składnika nie może przewyższać 700°—800° K, albo winna być dużo niższa. Jego wewnętrzna struktura może być zupełnie odmienna od struktury gwiazd, do których stosuje się związek masa — jasność.

Niedawno O. Struve [5] zwrócił uwagę, że rozmiary wtórnego składnika są rzędu rozmiarów naszego układu słonecznego. Z hipotezy pierścieniowej można znaleźć całkowitą masę półprzezroczystego pierścienia jako rzędu wielkości planety. Autor pracy pozostawia jednak „komuś odważniejszemu“ opracowanie hipotezy, że ciemna materia powodująca zaćmienie ϵ Aurigae może przedstawiać ewolucyjny etap poprzedzający tworzenie się systemu planetarnego dookoła gwiazdy.

Celem tej pracy jest zwrócenie, dostatecznie wcześnie, uwagi obserwatorów na zjawiska, które w najbliższych latach zajdą. Jednocześnie autor wysuwa główne dezyderaty obserwacyjne:

- 1) Obserwacje fotoelektryczne w różnych barwach w czasie minimum, o ile to możliwe, w najróżniejszych długościach fal.

- 2) Poszukiwanie zmian polaryzacji światła ϵ Aurigae w obrębie minimum. Pozwoli to ewentualnie wyodrębnić część polaryzacji powstałą w samym systemie.

Bowiem stała niewielka wartość polaryzacji światła ϵ Aurigae niezależna od czasu może być efektem polaryzacji światła przez pył międzygwiazdowy z uwagi na dużą odległość gwiazdy.

3) Spektroskopia o wysokiej dyspersji w czasie zaćmienia w celu ustalenia, czy istnieje różnica w polaryzacji poszczególnych linii widmowych. Obserwacje takie będą szczególnie ważne w razie rozszczepienia linii widma F5 na dwie linie w pobliżu środka minimum głównego, jak to wystąpiło w 1930 roku.

LITERATURA

- [1] Z. Kopal, *The Nature of the Eclipses of Epsilon Aurigae*, The Observatory, vol. 74, N. 878, pp. 14—20, 1954.
- [2] G. P. Kuiper, O. Struve and B. Strömberg, *The Interpretation of ϵ Aurigae*. Ap. J., 86, 570, 1937.
- [3] E. Schoenberg, B. Jung, A. N. 265, 221, 1938.
- [4] P. B. Fellgett, M. N. 111, 537, 1951.
- [5] O. Struve, *Sky and Telescope*, 12, 99, 1953.

Model promieniowania radiowego Galaktyki

A. STRZAŁKOWSKI

Z szeregu obserwacji wykonanych na różnych długościach fali znany jest rozkład natężeń promieniowania radiowego wysyłanego przez Galaktykę. Źródłem tego promieniowania może być zarówno zjonizowany gaz międzygwiazdowy jak i dyskretne źródła — radiogwiazdy — rozmieszczone w naszej Galaktyce. Podejmowane próby skonstruowania teoretycznego modelu Galaktyki, uzasadniającego zaobserwowany rozkład natężeń przy założeniu istnienia jednego tylko z tych źródeł, nie pozwalały wyznaczyć rozkładu natężeń na wszystkich długościach fali. Ostatnio R. H a n b u r y - B r o w n i C. H a z a r d podali model przyjmując istnienie w Galaktyce zarówno dyskretnych źródeł, jak i emisję promieniowania radiowego przez chmury zjonizowanego gazu międzygwiazdowego oraz występowanie izotropowej składowej promieniowania pochodzącej prawdopodobnie od źródeł pozagalaktycznych. Prócz tego autorzy uwzględnili również absorpcję tego promieniowania przez gaz międzygwiazdowy.

Za podstawę swoich rachunków przyjęli autorzy obserwacje Rebera wykonane na częstotliwości 480 MHz za pomocą teleskopu o dużej stosunkowo zdolności rozdzielczej, odpowiadającej szerokości wiązki antenowej $4^{\circ},5$. Na podstawie przeprowadzonych rachunków starali się oni odtworzyć następnie obserwacje wykonane na innych częstotliwościach (18,3 MHz, 100 MHz, 160 MHz, 200 MHz, 1200 MHz, 3000 MHz).

Przyjęto, że gaz międzygwiazdowy występuje w postaci chmur o rozmiarach 10 ps, gęstości elektronów 5 do 10 na cm^3 i że w płaszczyźnie Galaktyki na linii widzenia znajduje się 5 chmur na 1 kps, z czego 10% jest zjonizowanych o temperaturze elektronów rzędu 10^4 °K. Chmury te skupione są w cylindrze o promieniu $12,5$ kps i wysokości 200 ps. Czyniąc dalej pewne założenia dotyczące grubości optycznej chmur gazowych dla promieniowania radiowego i widma poszczególnych składowych autorowie stwierdzają, że obserwowane natężenie w kierunku centrum Galaktyki otrzymać można przyjmując dla częstotliwości 100 MHz temperaturę odpowiadającą źródłom dyskretnym $18\,500^{\circ}$, odpowiadającą składowej izotropowej 500° , a emisji przez gaz zjonizowany 2050° . Dla porównania z obserwacjami autorzy obliczyli dla swego modelu Galaktyki natężenia promieniowania o różnych częstotliwościach dla kierunku ku centrum Galaktyki. Otrzymali bardzo dobrą zgodność z natężeniami zaobserwowanymi. W in-

nych kierunkach otrzymują rozbieżności pomiędzy obserwacjami a teorią, które tłumaczą wpływem większych skupisk gazu w ramionach Galaktyki. Według ich modelu w zakresie częstości od 100 MHz do 1200 MHz promieniowanie pochodzi głównie od źródeł dyskretnych koncentrujących się silnie w kierunku środka Galaktyki. Powyżej częstości 100 MHz wpływ absorpcji w gazie międzygwiazdowym jest znikom mały.

LITERATURA

R. Hanbury - Brown, C. Hazard, *Phil Mag.* 44, 939, (1953).

**Elektrofotometryczne obserwacje świecenia nocnego nieba
w Krymskim Obserwatorium Astrofizycznym**

A. STRZAŁKOWSKI

W Krymskim Obserwatorium Astrofizycznym w Simeizie wykonywano od maja 1951 roku do kwietnia 1953 roku obserwacje świecenia nocnego nieba w pewnych wybranych obszarach widma. Obserwacje wykonywano na drodze fotoelektrycznej posługując się bardzo czułym fotometrem z fotopowielaczem. Różne obszary widma wycinano za pomocą czterech filtrów interferencyjnych i jednego filtra polaryzacyjno-interferencyjnego. Długości fali wynosiły 4720, 4910, 5220, 5580 i 5900 Å. Używano obiektywu o sile światła 1 : 5 i ogniskowej 700 mm; robocze pole wynosiło 8,8 st. kwadratowych. Wykonywano pomiary współczynnika ekstynkcji i uwzględniano wpływ światła zodiakalnego i świecenia gwiazd posługując się danymi stellarstatystycznymi.

Stwierdzono, że nocne niebo obok promieniowania w oddzielnych liniach widmowych czy obszarach widma wysyła również widmo ciągłe, którego rozkład natężeń nie odpowiada promieniowaniu ciała doskonale czarnego o określonej temperaturze. Natężenie tego widma ciągłego zmienia się dla różnych nocy i w maksimum przekracza dwukrotnie sumaryczne promieniowanie gwiazd i światła zodiakalnego, w minimum jest od niego trzy razy mniejsze.

Dużo uwagi poświęcił autor badaniu linii OI (5577 Å). Stwierdził, że maksimum natężenia tej linii nie jest związane z jakąś określoną porą nocy. Strumień energii tego promieniowania wynosi $3,7 \cdot 10^{-4}$ erg/sek. cm². Autor próbował wyznaczyć wysokość warstwy wypromieniowującej tę linię otrzymując z obserwacji w ciągu 3 nocy, w których możliwe było wykonanie kompletnych obserwacji, wartości 200, 185 i 155 km.

LITERATURA

K. K. Cz u w a j e w, *Izw. Krym. Astrofiz. Obs.* 10, 54 (1953).

KRONIKA

SPRAWY CENTRALNEGO OBSERWATORIUM ASTRONOMICZNEGO POLSKIEJ AKADEMII NAUK

Założenia planu badań naukowych

Wytyczne ogólne

Aczkolwiek jest rzeczą przedwczesną wskazywanie w tej chwili szczegółowych problemów i tematów przyszłego C. O. A., ponieważ placówka ta rozpocznie swą pracę nie wcześniej niż za 5 lat, to jednak wytyczenie ogólnych linii badań naukowych jest możliwe i konieczne ze względu na należyte zaplanowanie instrumentów, aparatury pomocniczej i przygotowanie odpowiedniego personelu naukowego. Każda nowopowstająca placówka naukowa musi być organizowana podług pewnego planu ramowego; założenia takiego planu ramowego przedstawiamy niżej:

Planowane prace naukowo-badawcze C. O. A. nie powinny wyczerpywać całego czasu personelu i instrumentów. Należy pozostawić rezerwę w wysokości około 20% na prace pozaplanowe nad problemami, których powstanie nie da się z góry przewidzieć, a których podjęcie może się okazać celowe i pożądane. Drugą rezerwę, również w wysokości około 20%, należy przeznaczyć na pracę astronomów spoza C. O. A., aby udostępnić cenne instrumentarium wszystkim przygotowanym do tego astronomom polskim i ewentualnie zagranicznym, realizując w ten sposób zasadę zespołowości badań w najszerszym zakresie. Projektując problematykę i metody badań C. O. A. należy je ustawić racjonalnie w szeregu istniejących obserwatoriów światowych, w szczególności obserwatoriów ZSRR, aby stało się ono poważnym partnerem na szczeblu międzynarodowej współpracy ośrodków astronomicznych. Z tego też punktu widzenia należy wybierać z jednej strony żywotne nowe zagadnienia, dające pole do pracy pionierskiej, z drugiej zaś podejmować ważną pracę u podstaw nad zagadnieniami istotnymi, zaniedbywanymi z tego czy innego powodu. Liczyć się wreszcie trzeba z warunkami klimatycznymi Polski, podejmując badania możliwe do zrealizowania w naszych warunkach oraz oszczędne pod względem pogody, to znaczy takie, przy których czas poświęcony na właściwe obserwacje nie jest zbyt długi w porównaniu z czasem opracowania i w stosunku do wagi wniosków, jakie się z tych obserwacji wyciągnie. Sytuacja astronomów budujących obserwatorium różni się dość znacznie od sytuacji, w której znajdują się uczeni innych specjalności zbliżonych do astronomii (fizycy, chemicy). Pracownie chemiczne i fizyczne dość szybko i nieustannie doskonalą swą aparaturę zastępując instrumenty przestarzałe nowoczesnymi, lub modyfikując instrumenty stare. Inaczej jest w astronomii. Duże narzędzia astronomiczne są budowane przeciętnie raz na stulecie w obrębie jednego kraju. Narzuca to pewien uniwersalizm ich przeznaczenia i pewną sztywność zakresu badań prowadzonych z ich pomocą. Głównie w zakresie przyrządów pomocniczych może i powinien odbywać się proces ciągłej modernizacji. Temu ujemnemu stanowi rzeczy w astronomii częściowo można zapobiec przez nieustanne nawiązywanie ścisłej współpracy z istniejącymi, a zwłaszcza nowopowstającymi placówkami astronomicznymi. Również więc i z tego względu planujemy jak najściślejszą współpracę z innymi placówkami astronomicznymi krajowymi i zagranicznymi.

Założenie planu badań w dziedzinie astrofizyki i astronomii gwiazdowej

Głównym zadaniem przyszłego C. O. A. w dziedzinie astrofizyki i astronomii gwiazdowej będzie badanie stanu fizycznego i składu chemicz-

nego gwiazd i materii międzygwiazdowej w naszej Galaktyce i innych, w aspekcie ewolucyjnym.

Tak określone założenie planu badań obejmuje kompleks zagadnień najważniejszych i najbardziej aktualnych w chwili obecnej, gwarantujących bogate możliwości badawcze na okres wielu lat i posiadających pierwszorzędne znaczenie ideologiczne.

Jednym z pierwszych zadań będzie stworzenie solidnej bazy faktów w postaci jak najdokładniejszych danych obserwacyjnych odnoszących się do stanu fizycznego i składu chemicznego materii kosmicznej. Kładziemy szczególny nacisk na konieczność podniesienia dokładności badań widmowych. Bogactwo nowych faktów dostarczanych przez wielkie narzędzia zniechęci wielu badaczy do pośpiesznego i przez to powierzchownego opracowywania materiału obserwacyjnego. Należy podjąć gruntowną rewizję danych obserwacyjnych spektroskopowych w wielu zagadnieniach astrofizycznych i to zadanie staje przed C. O. A. Aby mu sprostać, należy zająć się już w pierwszym okresie istnienia C. O. A., częściowo jeszcze przed uruchomieniem instrumentów, wypracowaniem dokładniejszych metod spektrofotometrycznych z wyzyskaniem możliwości, jakie daje współczesna fotometria elektronowa. Te prace przygotowawcze powinny być wykonane w okresie najbliższego 5-lecia. W końcu tego okresu należy opracować szczegółowy plan badań na okres następny, tak by w roku 1961 mogła rozpocząć się właściwa planowa praca naukowo-badawcza.

Praca właściwa będzie prowadzona metodami spektrofotometrii szczelinowej indywidualnych obiektów w największej i średniej dyspersji; masowej spektroskopii w małej dyspersji; fotometrii fotograficznej i elektronowej oraz spektrometrii (pomiaru położenia prążków). Z chwilą, gdy stanie się możliwe postawienie badań radioastronomicznych w Polsce na odpowiednim poziomie, należy przystąpić do organizowania tych badań w C. O. A.

Badania te muszą być zespolone z pracami teoretycznymi nad zagadnieniami struktury atmosfer gwiazd, teorii widma ciągłego, teorii konturów prążków widmowych i krzywych wzrostu oraz nad zagadnieniami stanu i procesów odbywających się w materii rozproszonej.

Okres najbliższych pięciu lat należy wyzyskać na przygotowanie przyszłych pracowników do pracy w tych dziedzinach.

Aby badania projektowane ustawić należyście w sensie kosmologicznym i ewolucyjnym, należy równolegle badać właściwości kinematyczne rozpatrywanych obiektów, ich rozmieszczenie przestrzenne i dynamikę. Ważnym zadaniem będzie stworzenie w tej dziedzinie należytej bazy faktów, zwłaszcza dotyczących obiektów dalekich, stosunkowo mało dotychczas zbadanych. Szczególny nacisk należy położyć na planowe badania prędkości radialnych obiektów dalekich w wybranych polach. Najbliższym zadaniem C. O. A. w okresie pięcioletnim będzie opracowanie nowych lub ulepszonych metod indywidualnego i masowego wyznaczania prędkości radialnych gwiazd i materii międzygwiazdowej.

Współpraca nad postawionymi zagadnieniami, prowadzona równolegle metodami astrofizyki obserwacyjnej i teoretycznej, oraz astronomii gwiazdowej zapewni największą efektywność badaniom nad stanem i przemianami materii kosmicznej w dalszej części Wszechświata.

Założenia planu badań w dziedzinie astrometrii

Planowanie w tej dziedzinie jest w dużej mierze ułatwione przez to, że główne zagadnienia współczesnej astronomii były wielokrotnie dyskutowane w szerokich kołach specjalistów całego świata. W dyskusjach tych zainicjowanych przez astrometrystów radzieckich, za najaktualniejsze zadanie uznano realizację tzw. katalogu

gwiazd słabych — przedsięwzięcia mającego na celu wprowadzenie do astronomii nowego układu odniesienia, realizującego postulat inercjalności w znacznie większej mierze niż używany obecnie układ odniesienia.

W realizacji tego długoterminowego przedsięwzięcia powinno C. O. A. wziąć jak największy udział, głównie na odcinku nawiązywania położenia gwiazd słabych do galaktyk (mgławic pozagalaktycznych), na drodze fotograficznej.

Ponadto powinno C. O. A. wziąć udział również w ustalaniu położenia równika niebieskiego (w nowym układzie) przez obserwacje fotograficzne położenia małych planet (planetoid) specjalnie do tego celu wybranych, jak również przez obserwację satelitów dużych planet (Jowisza i Saturna). Te ostatnie obserwacje mogą stać się podstawą do opracowania ścisłej teorii ruchów satelitów.

Przewidujemy w tej dziedzinie również prace nad specjalnymi obiektami; w tej chwili wydają się pożądane obserwacje pozycyjne gwiazd podwójnych ze względu na dość duże znaczenie tych obiektów dla zagadnień ewolucyjnych, jak również obserwacje wiążące się z ruchami własnymi niektórych wybranych grup gwiazd. Szczegółowy program badań przyszłego C. O. A. będzie opracowany w chwili rozpoczęcia pierwszych prac na instrumentach tej placówki a więc przypuszczalnie w końcu okresu pięcioletniego.

Instrumentarium astrofizyczne Centralnego Obserwatorium

Komisja Centralnego Obserwatorium Astronomicznego, działająca w latach 1952/53 przy Komitecie Astronomicznym PAN opracowała wytyczne kierunków badań, wyposażenia i lokalizacji przyszłego Obserwatorium Centralnego. Na podstawie tych wytycznych działa obecnie organ wykonawczy — Zespół Budowy C. O. A. PAN.

W dziedzinie astrofizyki, szczególnie zainteresowanej w powstaniu Obserwatorium Centralnego ze względu na trudność realizowania w małych obserwatoriach uniwersyteckich dużych nakładów instrumentalnych wymaganych we współczesnych badaniach astrofizycznych, Komisja wytknęła jako główne kierunki badań obserwacyjnych analizę widmową i fotometrię gwiazd oraz w dalszym etapie badania radioastronomiczne. Odpowiednio do tego Komisja zaprojektowała dwa podstawowe narzędzia astrofizyczne: reflektor o średnicy 2 m i kamerę Schmidta o średnicy efektywnej 60 cm z pryzmatami obiektywowymi. Typ i rozmiary aparatury radioastronomicznej mają być ustalone w przyszłości, gdy będą przygotowane kadry specjalistów w tej dziedzinie.

Potrzeba uzyskania dla Polski nowoczesnych co do typu i rozmiarów narzędzi astrofizycznych była stale i od dawna podnoszona przez astrofizyków polskich. Od chwili powstania Polski Ludowej sprawa ta przenosiła się kolejno z forum Komisji Astrofizycznej powołanej przez Ministerstwo Oświaty, do podsekcji Astronomii I Kongresu Nauki Polskiej i wreszcie do Komitetu Astronomicznego PAN. W tych organizacjach i przy wielu innych okazjach dyskutowano i analizowano wielostronnie i wielokrotnie to zagadnienie, toteż, gdy sprawa utworzenia C. O. A. została przez Polską Akademię Nauk postawiona na porządku dziennym, astrofizycy polscy jednomyślnie wysunęli wymienione dwa typowe narzędzia jako podstawowe dla C. O. A., rezygnując nawet w niektórych wypadkach ze starań o uzyskanie podobnych narzędzi dla obserwatoriów uniwersyteckich.

Aby ważniejsze sprawy dotyczące C. O. A. były znane ogółowi astronomów, Zespół Budowy C. O. A. uważa za wskazane opublikować argumenty uzasadniające potrzebę wymienionych narzędzi astrofizycznych dla C. O. A. tym bardziej, że jednolitej w tym względzie opinii astrofizyków polskich przeciwstawiali się niektórzy

astronomowie stojący zdala od spraw astrofizyki. Oddajemy głos w tej sprawie w pierwszym rzędzie Komisji C. O. A., przytaczając wyjątki z referatu w sprawie instrumentarium astrofizycznego C. O. A., przyjętego na jednym z posiedzeń tej Komisji.

„Wyposażenie instrumentalne przyszłego Obserwatorium Centralnego winno być: celowe, czyli najskuteczniej służące — w ramach współczesnych osiągnięć technicznych — obranym kierunkom badań: spektroskopii i fotometrii; wszechstronne, aby w granicach obranych kierunków mogło obsłużyć możliwie szeroki wachlarz zagadnień, jakie staną przed obecnym i przyszłym pokoleniem astronomów polskich; o szczerdne, to znaczy dające maksimum użyteczności w stosunku do ceny; w tym rozumieniu mała i tania luneta może być projektem mniej oszczędnym niż duży i kosztowny teleskop.

W poszukiwaniu najlepszych rozwiązań Komisja starała się wyzyskać wszystkie zasoby wiedzy i doświadczeń astronomów polskich, jak również opinie wybitnych astrofizyków i doświadczenia przodujących obserwatorów zagranicznych, w szczególności radzieckich. W poszukiwaniu rozwiązań realnych Komisja musiała uwzględnić istniejące obecnie możliwości techniczne i handlowe uzyskania projektowanej aparatury.

W wyniku obrad Komisja przedstawia następujący projekt ramowy instrumentarium astrofizycznego Centralnego Obserwatorium.

A. Narzędzia podstawowe — teleskopy

1) Reflektor

o średnicy lustra głównego 2 m, przeznaczony do badań spektroskopowych pojedynczych obiektów w dużej dyspersji, oraz do pomiarów fotometrycznych — fotoelektrycznych.

Wszelkie badania astrofizyczne, widmowe jak i fotometryczne obiektów niebieskich — z wyjątkiem Słońca i Księżyca — wymagają użycia receptora promieniowania, którego zadaniem jest zogniskowanie, możliwie poprawne optycznie, możliwie szerokiej wiązki promieniowania wysyłanego przez dany obiekt. Im większa jest średnica receptora, tym słabsze obiekty pozwala on badać; zasięg w przestrzeni jest proporcjonalny do średnicy receptora, liczba zaś obiektów dostępnych badaniu — w przybliżeniu proporcjonalna do trzeciej potęgi średnicy. Współczesna technika budowy teleskopów osiągnęła maksymalną średnicę 5 metrów w teleskopie Hale'a na Mt Palomar. Jest to górna granica rozmiarów, od której musimy znacznie odstąpić z uwagi na rozporządzalne środki techniczne i zasoby. Szukając granicy dolnej zatrzymujemy się przy średnicy 2 m, jako najmniejszej wśród budowanych obecnie teleskopów tego typu. Reflektor o średnicy 2 m buduje obecnie NRD; budowany w Anglii teleskop Izaaka Newtona ma średnicę 2,5 m; Związek Radziecki i Stany Zjednoczone planują budowę reflektorów o średnicach 3 m.

Komisja uważa, że teleskop o średnicy 2 m jest minimalnym receptorem odpowiednim do swego celu i dającym się zrealizować w obecnych warunkach.

Realną możliwość wykonania projektowanego teleskopu przedstawia w chwili obecnej firma C. Zeiss, Jena, NRD, z której przedstawicielami przeprowadzono na ten temat rozmowy informacyjne podczas ich pobytu w Polsce w r. ub. Pomyślną okolicznością jest w tym wypadku fakt, że firma ta buduje obecnie teleskop zbliżonych rozmiarów i typu. Z firmą tą należy przedyskutować i uzgodnić dalsze szczegóły konstrukcyjne projektowanego teleskopu, do czego będzie konieczny wyjazd delegacji astronomów polskich do Jeny.

2) Kamera Schmidta

o średnicy efektywnej 60 cm, ogniskowej 2 m z przyrządami obiektywowymi o kątach łamiących 4° i 2° (w odniesieniu do flintu), przeznaczona do masowej spektroskopii gwiazd w małej dyspersji, oraz do fotometrii fotograficznej. Jest to narzędzie służące również do spektroskopii i fotometrii, jednak ma inne przeznaczenie niż reflektor. W dziedzinie spektroskopii reflektor ma służyć do indywidualnych badań poszczególnych obiektów w dużej dyspersji z użyciem spektrografów szczelinowych. Problematyka związana z reflektorem odnosi się głównie do widm prążkowych; należą tu zagadnienia struktury i składu chemicznego atmosfer gwiazdnych, pól magnetycznych i ruchów radialnych: ruchu całej gwiazdy, ruchów turbulencyjnych, ekspansji, rotacji, pulsacji. Natomiast kamera Schmidta z przyrządami obiektywowymi, dająca zdjęcia widmowe całych okolic, obsługuje z jednej strony badanie widm ciągłych (temperatury gwiazd), z drugiej — badania widmowe o charakterze statystycznym jak klasyfikacja widmowa, badanie rozkładu przestrzennego gwiazd i materii międzygwiazdowej. W dziedzinie fotometrii reflektor służy do indywidualnych precyzyjnych pomiarów fotoelektrycznych, kamera Schmidta zaś do fotometrii fotograficznej całych okolic nieba. W ten sposób dwa projektowane teleskopy, spełniając różne zadania, tworzą komplet podstawowych narzędzi astrofizycznych. Kamera Schmidta jest połączeniem lustra sferycznego i soczewki korekcyjnej, umieszczonej w jego środku krzywizny, usuwającej aberację sferyczną i komę lustra. Dzięki temu daje poprawne obrazy nie tylko na osi głównej, ale i w polu. Wynaleziona przed dwudziestu laty, szybko opanowała rynek narzędzi astronomicznych, wypierając — w dziedzinie astrofizyki — dawny astrograf dzięki swej achromatyczności i dużej sile światła. Zalety te są szczególnie cenne przy użyciu przyrządów obiektywowych, pozwalają bowiem otrzymywać widma słabych gwiazd w nieograniczonym zakresie widma.

Rozmiary projektowane: średnica soczewki korekcyjnej 60 cm, średnica lustra 90 cm, długość ogniskowej 2 m przyjęły się w praktyce jako standardowe dla kamer średniej wielkości.

Dla tej średnicy wykonanie przyrządów obiektywowych jest technicznie w zupełności osiągalne. Wykonanie kamery Schmidta jest również możliwe w firmie C. Zeiss, która buduje obecnie bliźniacze narzędzie dla jednego z obserwatoriów w NRD.

B. Przyrządy pomocnicze

1) Spektrografy

a) Spektrograf siatkowy z 2 wymiennymi kamerami o dyspersjach 3 i 8 A/mm w widmach I rzędu do pracy w ognisku Coudé.

b) Komplet spektrografów do ogniska Cassegraina o wymiennej liczbie przyrządów 1—3 z 2 kamerami typu Schmidta $f/1$ i $f/2$, oraz jednej kamery soczewkowej $f/5$.

c) Spektrograf kwarcowy o 2 przyrządach do ogniska Cassegraina (kamery typu Schmidta o soczewkach UV).

2) Fotometry

a) 2 komplety fotometrów fotoelektrycznych.

b) Fotometr integralny do klisz.

c) Fotometr samopiszący do widm.

d) Fotometr rejestrujący natężenia w widmach.

3) Komparator projekcyjny do pomiaru położenia prążków widmowych.

4) Komparator błyskowy.

5) 2 mikroskopy o małym powiększeniu (lupy binokularne).

Podany wykaz ogranicza się do najbardziej niezbędnych standardowych przyrządów pomocniczych, możliwych do wykonania w firmie Zeiss, wytwórniach radzieckich i krajowych. W miarę rozwoju tematyki koniecznością będzie konstruowanie we własnym zakresie specjalnych przyrządów pomocniczych.

Projektowany komplet spektrografów szczelinowych pokrywa cały zakres dyspersji stosowanych w spektroskopii gwiazd i zakres długości fali obejmujący światło oraz bliski nadfiolet i podczerwień.

Fotometry fotoelektryczne są przewidziane dla reflektora oraz do astrografa podwójnego (patrz astrometria). Każdy komplet obejmuje przynajmniej dwa zakresy widma. Pozostałe fotometry służą do pomiaru klisz zwykłych (b), widmowych bezszczelinowych (c) i szczelinowych (d). Komparator projekcyjny służy do prac wyznaczania prędkości radialnych. Komparator błyskowy — do porównawczego badania zdjęć, w szczególności do wykrywania gwiazd zmiennych.

Mikroskopy są potrzebne do inspekcji widm, w szczególności do prac związanych z klasyfikacją widmową.

C. Pracownie

1) Laboratorium fizyczne

a) Dział optyki:

przyrządy: ławy optyczne, spektrometr, sensytometry, standardowe źródła światła; fabrykaty optyczne: komplety soczewek, pryzmaty, siatki dyfrakcyjne, nikiel, polaroidy, filtry itp.

b) Dział elektroniki:

przyrządy: źródła napięć i prądów, przyrządy pomiarowe prądów, napięć, oporów, pojemności w różnych zakresach;

fabrykaty: komplety lamp elektronowych, kondensatory, opory itp.

2) Warsztat mechaniczny:

maszyny: 2 obrabiarki, frezarka, wiertarka, szlifierka, komplet narzędzi ślusarskich;

materiały: żelazne i nieżelazne blachy, pręty, druty itp.

3) Ciemnia fotograficzna wraz z małym laboratorium chemicznym.

Szereg przyrządów pomocniczych, jak spektrografy specjalne, urządzenia do fotometrycznej kalibracji itp. trzeba będzie wykonywać na miejscu. Dlatego też konieczną rzeczą jest założenie niedużych pracowni własnych, w których można będzie konstruować potrzebne przyrządy z gotowych fabrykatów.

Laboratorium optyczne zaopatrzone w najprostsze przyrządy i fabrykaty optyczne ma służyć do badania i konstrukcji pomocniczych urządzeń optycznych potrzebnych do rozwijającej się tematyki prac.

Laboratorium elektronowe jest pomyślane jako punkt wyjścia i teren doświadczalny do przyszłych badań radioastronomicznych. Poza tym ma ono obsługiwać bieżące potrzeby Obserwatorium z zakresu elektroniki, jak urządzenia do sterowania elektronowego napędu lunet, zastosowania oscylografów katodowych do fotometrów, wzmacnianie i pomiar prądów w fotometrach fotoelektrycznych itp.

Warsztat mechaniczny zaopatrzone w najniezbędniejsze maszyny, ma służyć do dokonywania bieżących napraw oraz do konstrukcji przyrządów pomocniczych.

Ciemnia fotograficzna winna obsługiwać wszelkie prace z zakresu fotografii astronomicznej: wywoływanie klisz, fotogramów, wykonywanie powiększeń, fotokopiowanie. Laboratorium chemiczne jest przewidziane do obsługi ciemni fotograficznej: przyrządzanie różnego rodzaju wywoływaczy, uczulanie klisz itp.

Wniosek

W poczuciu odpowiedzialności wobec obecnego i przyszłego pokolenia astronomów polskich, nauki polskiej oraz pracujących mas ludowych Komisja stwierdza, że Obserwatorium Centralne spełni swoje zadanie i otworzy nową erę astronomii polskiej tylko w tym wypadku, jeżeli otrzyma odpowiednie, nowoczesne instrumentarium; w przeciwnym razie będzie pustym dźwiękiem wprowadzającym w błąd społeczeństwo.

Komisja przedstawia niniejszy projekt ramowy instrumentarium astrofizycznego w zgodnym przeświadczeniu, że jest on celowy, realny i oszczędny i prosi Prezydium Polskiej Akademii Nauk o przyjęcie tego projektu oraz nadanie mu mocy wykonawczej.

W szczególności Komisja wnosi, by główne narzędzie Obserwatorium Centralnego, reflektor o średnicy 2 m otrzymał nazwę teleskopu Mikołaja Kopernika, stając się najwspanialszym pomnikiem, godnym wielkiego Astronoma i Narodu Polskiego“.

Do tych wskazań zacytowanych według referatu przyjętego w 1953 r. na Komisji dla spraw Centralnego Obserwatorium Astronomicznego dodamy uzupełnienia i wyjaśnienia, jakie bieg czasu i prac Zespołu Budowy C. O. A. nasuwa.

W toku korespondencji z firmą Zeiss i podczas wizyty członków zespołu ustalono, że firma Zeiss może wykonać projektowane instrumentarium; poza tym omówiono sprawę wyboru typu reflektora: spośród rozważanych typów teleskopów o lustrze głównym parabolicznym lub sferycznym, wybrano ten pierwszy typ w klasycznych rozwiązaniach Newtona, Cassegraina i Coudé, wobec tego, że typ ten lepiej odpowiada przeznaczeniu teleskopu, a firma podejmuje się wykonania lustra parabolicznego. Podana orientacyjna cena budowy instrumentarium sięga wysokości około 8 milionów rubli dla reflektora i 1100 tysięcy rubli dla kamery Schmidta.

Ponieważ wysoki koszt reflektora jest główną przyczyną oporów w stosunku do tego najistotniejszego narzędzia, warto przytoczyć raczej znane astrofizykom, a nieznane być może szerszemu ogółowi, stwierdzające opłacalność budowy reflektora tych rozmiarów. Analiza widmowa jest i pozostanie z pewnością przez długi okres czasu najbardziej skutecznym i precyzyjnym instrumentem w badaniu fizyki wszechświata, daje bowiem wgląd w strukturę najsubtelniejszych elementów materii — atomów. Bujnie rozwijająca się w ostatnich latach astronomia radiowa jest rozszerzeniem analizy widmowej na drugie „okno“ atmosfery ziemskiej w zakresie fal milion razy dłuższych od fal świetlnych. Uzupełnia ona w sposób cenny badania widmowe optyczne, ale nie pomniejsza w żadnej mierze ich znaczenia i aktualności, ani nie może ich w najmniejszym stopniu zastąpić, jakby się mogło wydawać nie specjalistom, sądzącym również błędnie, że aparatura radioastronomiczna wymaga mniejszych nakładów pieniężnych. Szybki wyścig rozmiarów teleskopów radiowych dopiero się zaczął i trwać będzie przez dłuższy okres czasu. W tym okresie czas użyteczności budowanych aparatów jest bardzo krótki. Natomiast w dziedzinie teleskopów optycznych wzrost rozmiarów po osiągnięciu maksimum w średnicy 5 metrów na pewien dłuższy prawdopodobnie okres czasu ustał: następuje okres „poko-

owego“ wykorzystywania osiągniętych aparatów, okres opracowywania podbitej przestrzeni o zasięgu jednego lub dwóch miliardów lat światła. Zawartość tej przestrzeni jest tak bogata, że dostarczy ona wartościowego materiału do badań wszystkim istniejącym i wielu nowopowstającym większym teleskopom na świecie. W tych warunkach czas użyteczności teleskopu 2-metrowego będzie stosunkowo długi, z pewnością rzędu kilkudziesięciu lat i cena jego w stosunku do czasu wyzyskania będzie bardzo niska. Nie byłoby też racjonalne ani oszczędne budowanie kilku mniejszych teleskopów, np. 1-metrowych, zamiast jednego większego. W dzisiejszej skali teleskop dwumetrowy o zasięgu 20 wielkości gwiazdowej w fotografii bezpośredniej i 10 wielkości w spektroskopii o dużej dyspersji jest narzędziem nowoczesnym, zdolnym dostarczyć cennych materiałów do prac systematycznych i pionierskich, gdy tymczasem jedumetrowy teleskop o zasięgu dwukrotnie mniejszym, dając w przybliżeniu 8 razy mniej obiektów do badań, tych warunków nie spełnia. Pierwszy jest bliski osiągniętego w technice instrumentalnej maksimum, drugi — daleki od niego. Wreszcie dodać należy, że komplet dwóch planowanych narzędzi z pewnością będzie w stanie nasycić całkowicie zapotrzebowanie na materiały obserwacyjne wszystkich astrofizyków w Polsce, nawet w przeciętnych warunkach obserwacyjnych klimatu polskiego.

Zespół Budowy C. O. A. PAN

Instrumentarium astrometryczne Centralnego Obserwatorium

Uchwałą Komisji dla Spraw C. O. A. przewidziane są jako główne narzędzia dla kierunku astrometrii: a) astrograf podwójny o średnicy 40 cm, b) refraktor o średnicy 50 cm.

Wymienione narzędzia należą do typu ogólnych narzędzi astronomicznych ze względu na swe liczne zastosowania w astronomii, w przeciwieństwie do specjalnych narzędzi astrometrycznych o stosunkowo wąskim zakresie przeznaczenia.

Oba narzędzia stanowią nieodzowną pozycję instrumentarium każdego większego obserwatorium astronomicznego ze względu na wspomniany ogólny charakter ich zastosowań w astronomii obserwacyjnej, zarówno w sektorze fotograficznym jak i wizualnym.

Poza ogólnymi założeniami, którymi kierowała się Komisja dla Spraw C. O. A. w swej decyzji co do nabycia astrografu i refraktora, została wzięta również pod uwagę i przyszła problematyka C. O. A. z dziedziny astrometrii. Zasadnicze momenty przedstawiają się następująco:

A) Astrograf podwójny o średnicy obiektów 40 cm oraz ogniskowej 206 cm, skala zdjęć 1 mm = 100". Astrografy o stosunku 1:5 są obecnie w użyciu w wielu obserwatoriach i posiadają większy zakres zastosowania niż astrografy normalne, mające mniejsze pole widzenia i mniejszą światłość. W wielu zagadnieniach mniejsza skala zdjęć tych narzędzi w porównaniu z normalnym astrografem nie ma zasadniczego znaczenia, szczególnie jeśli uwzględnimy wysoką dokładność nowoczesnych przyrządów do pomiaru płyt fotograficznych.

W programie prac astrografu C. O. A. przewidziana jest współpraca z astronomią radziecką w ułożeniu katalogu słabych gwiazd.

Jak wiadomo, istniejące katalogi fundamentalne nie zaspokajają potrzeb astronomii; odnosi się to w szczególności do ruchów własnych gwiazd, które na skutek istnienia systematycznych błędów katalogów są zależne od układu fundamentalnego. Z tym się wiąże zagadnienia czasu i stałych astronomii, jak np. stałej precesji, nu-

tacji, współrzędnych apeksu Słońca, stałych ruchu wirowego Galaktyki, które są zależne od ruchów własnych gwiazd.

Zagadnienie wyznaczania ruchów własnych gwiazd wymaga więc nowego podejścia i ujęcia. Na tym tle powstała myśl ułożenia katalogu słabych gwiazd wysunięta przeszło 20 lat temu przez astronomów radzieckich.

Zasadnicza myśl katalogu słabych gwiazd polega na wykorzystaniu pozagalaktycznych mgławic. Własne ruchy mgławic pozagalaktycznych 12—14 wielkości gw. wynoszą nie więcej niż 1" w ciągu 8000 lat. Mgławice takie przedstawiają więc dogodnie punkty oparcia na niebie dla wyznaczenia ruchów własnych gwiazd.

W procesie ułożenia katalogu słabych gwiazd należy wyróżnić pięć etapów, mianowicie:

1) Katalog fundamentalny 930 słabych gwiazd, który jest podstawą dla różnicowych obserwacji południkowych.

2) Wyznaczenie punktu równonocnego i położenia równika na podstawie obserwacji małych planet.

3) Nawiązanie katalogu fundamentalnego słabych gwiazd do układu FK3 celem bezpośredniego porównania tych dwóch systemów; pozwoli to wyznaczyć w przybliżeniu punkt równonocy katalogu słabych gwiazd.

4) Ułożenie ogólnego katalogu 17 500 słabych gwiazd drogą różnicowych obserwacji kołami południkowymi.

5) Fotograficzne nawiązanie gwiazd ogólnego katalogu słabych gwiazd do mgławic pozagalaktycznych celem wyprowadzenia ruchów własnych gwiazd niezależnie od obserwacji południkowych. Ogółem wybrano 273 mgławic pozagalaktycznych oraz dodatkowo 445 pozornie sąsiadujących z pierwszymi.

Udział C. O. A. w tym wielkim przedsięwzięciu astronomii radzieckiej dotyczyłby punktów 2, 3 i 5 wymienionego programu.

Punkt 2 tego programu ma stanowić część bardziej ogólnego programu obserwacyjnego dotyczącego małych planet. Obserwacje małych planet nie straciły w niczym na aktualności. Jak to stwierdzają uchwały 20 Komisji Międzynarodowej Unii Astronomicznej (por. *Transactions of the I. A. U.* Vol. VIII) małe planetki muszą być pilnie śledzone. Wchodzą tu w grę zagadnienia mechaniki nieba, kosmologii i kosmogonii Układu Planetarnego. Poszukiwanie małych planet opłaca się i prowadzi do wykrycia osobliwych planetek typu Amora, Erosa, Hidalgo, Trojańczyków itp. Zagadnienie rachunkowego śledzenia małych planetek, które niedawno jeszcze zdawało się być uciążliwym serwitutem przerastającym możliwości rachmistrzów, przestaje być problemem dla nowoczesnych maszyn rachunkowych. Potrzebne są nadal liczne obserwacje. Pod tym względem astrograf C. O. A. będzie z powodzeniem pełnił swą służbę. Jest on tego samego typu co astrografy w Heidelbergu i Uccle, które tak dobrze zasłużyły się na polu małych planetek.

Katalog gwiazd słabych i małe planetki wyczerpują całkowicie możliwości astrografu.

B) Refraktor wizualny o średnicy obiektywu 50 cm, ogniskowa 10 m. Z 49 większych obserwatoriów świata 15 posiada refraktory o średnicy obiektywu od 41 do 50 cm, pozostałe mają silniejszą optykę, od 50 do 102 cm. W 10 przypadkach refraktory są podwójne albo nawet potrójne. 43 z wymienionych narzędzi zostało wykonane przed 1925 rokiem, pozostałe 6 w okresie 1925—1934 (według Danjon-Couder: *Lunettes et Telescopes*, wyd. 1935).

Program obserwacyjny refraktora C. O. A. ma objąć obserwacje mikrometryczne: a) gwiazd podwójnych, b) satelitów Jowisza i Saturna, c) słabych komet, d) obserwacje zakryć gwiazd przez planety.

a) Obserwacje gwiazd wizualnie podwójnych są tradycyjnie związane z nazwiskami H. Dembowskiego i J. Jędrzejewicza i stanowią dział polskiej astronomii, któremu należy się miejsce w Centralnym Obserwatorium Polskiej Akademii Nauk. Ze tradycje astronomiczne co do gwiazd podwójnych są nader aktualne wśród polskich astronomów, świadczą prace rachunkowe w tej dziedzinie (dr T. Rakowiecki, dr St. Wierzbiński). Gwiazdy podwójne są obecnie nieco zaniedbane pod względem obserwacyjnym, jak to wynika ze statystyki obserwacji tych obiektów: 17 000 gwiazd podwójnych katalogu Aitkena wymaga pilnego śledzenia. Są tam gwiazdy, których orbity dawniej już obliczone wymagają poprawienia lub takie, dla których stwierdzono ruch orbitalny, lecz nie obliczono elementów, wreszcie takie, o których jeszcze mało co wiadomo. Wszystkie one wymagają obserwacji.

b) Teoria ruchu satelitów Jowisza i Saturna jest na ogół niedostatecznie opracowana. Potrzebny jest materiał obserwacyjny.

Wyjątek stanowią cztery wielkie satelity Jowisza, których teoria została opracowana niezależnie przez Simpsona i De Sittera, lecz i tu potrzebne są obserwacje dla poprawienia teorii.

Wiadomo, że nawiązanie planet do gwiazd natrafia na duże trudności natury pomiarowej ze względu na występujące tu błędy systematyczne. Prof. T. Banachiewicz zwrócił uwagę na możliwość uniknięcia tych trudności w wypadku Jowisza przez nawiązywanie mikrometryczne gwiazd do satelitów tej planety; w lunecie satelity posiadają obraz stellarny, przejście zaś od satelity do planety daje teoria ruchu satelitów. Tą drogą otrzymane położenia Jowisza są wolne od błędów pomiarowych i posiadają dużą wartość dla teorii ruchu Jowisza.

c) Polska astronomia ma za sobą piękne sukcesy w dziedzinie badań komet: teoria ruchu komet (T. Banachiewicz, M. Kamiński) oraz odkrycie komet jaśniejszych (Wilk, Orkisz, Lis). Nasze obserwacje komet są nieliczne ze względu na słabą optykę. W tej dziedzinie jest na ogół wiele do zrobienia, gdyż obserwacje komet są na skalę światową wciąż jeszcze niedostateczne.

d) Obserwacje zakryć gwiazd przez planety lub ich satelitów mają ważne znaczenie ze względu na to, że umożliwiają dokładne wyznaczenie średnic planet i ich satelitów. Prof. T. Banachiewicz zwrócił uwagę na możliwość wyznaczenia tą drogą średnicy Plutona. Obserwacje zakryć gwiazd przez planety wymagają dobrej optyki i będą stanowiły ze względu na swe znaczenie wdzięczny program dla refraktora C. O. A.

Byłoby rzeczą wskazaną, by refraktor wizualny był zaopatrzone w pojedynczy astrograf (o tejże średnicy obiektywu i ogniskowej co wizualny); pozwoliłoby to rozszerzyć program na obserwacje paralaks gwiazd. W tej dziedzinie jest jeszcze sporo do zrobienia, tym bardziej, że refraktorów fotograficznych o $f \geq 10$ m objętych programem paralaks jest na całym świecie tylko trzy — Allegheny, Johannesburg, Lembang. Paralaksy trygonometryczne zostały wyznaczone dla 5175 gwiazd, lecz w większości wypadków wymagają one powtórzeń. Ważnym i aktualnym zagadnieniem jest również wyznaczenie paralaks gwiazd zaćmieniowych, jak to już niejednokrotnie podkreślał prof. T. Banachiewicz (zagadnienie paralaks trygonometrycznych należy do fundamentalnych problemów astrometrii, ponieważ paralaksy te leżą u podstawy wszystkich dalszych metod wyznaczenia odległości we wszechświecie).

Gdyby ze względów finansowych astrograf długoogniskowy nie mógł być zamówiony obecnie, należy przewidzieć taką możliwość w przyszłości przy budowie montury refraktora wizualnego.

Z KORESPONDENCJI

Refleksje pozaćmieniowe

W związku z tegorocznym zaćmieniem Słońca, czyli ze zjawiskiem, którego na swym terenie Polska nie ujrzy przed upływem 200 lat, podpisany jako miłośnik astronomii, a z zawodu — popularyzator tej wiedzy zarówno z obowiązku, jak i z potrzeby musiał przestudiować wiele różnych publikacji, tak dawniejszych, jak i bieżących. Przy tej okazji stwierdziłem w nich wiele błędnych informacji na temat zaćmienia i to zarówno w prasie, w broszurach i książkach. Co dziwniejsze, owe enuncjacje pochodzą ze strony astronomów zawodowych. Nie jest moim celem ani zadaniem snucie na ten temat jakichkolwiek wniosków. Ograniczam się tedy jedynie do zarejestrowania i krótkiego omówienia nadmienając, że podane w nawiasach numery odpowiadają pozycjom bibliografii umieszczonej przy końcu artykułu.

W podręczniku astronomii [1] można więc przeczytać, że zaćmienie z dnia 30 czerwca 1954 nie będzie w Polsce widzialne jako całkowite. Także w większym podręczniku [2] tego samego autora (Tablica II, str. 152) między krajami, w których zaćmienie będzie widzialne jako całkowite, brak jest Polski, chociaż są wymienione np. Litwa, Ukraina itd.

W popularnej książce [3] można znaleźć na str. 147 następujące zdanie: „Jeden z niemieckich astronomów zadał sobie trud obliczenia momentów i przebiegów całkowitych zaćmień Słońca na przestrzeni od 3000 lat przed nar. Chr. do roku 7000 po nar. Chr.“.

Jak wiadomo, podobnego dzieła dokonał austriacki (niemiecki) astronom Oppolzer za okres (nie — „na przestrzeni“) około 3000 lat. Ponieważ podręcznik [2] nazywa „Canon der Finsternisse“ Oppolzera „największą pracą tego rodzaju“ (str. 152), więc należy przypuszczać, że autor książki [3] poprzeciwnie faktyczny stan rzeczy.

Posłuchajmy teraz, co pisze ten sam autor w książce [3] na str. 145: „Księżyc zasłaniając nam podczas zaćmienia Słońce, rzuca cień na ziemię. Cień ten ma kształt stożka i pokrywa na Ziemi mały obszar kołisty o promieniu nie większym od 50 km“.

Abstrahując od niefortunnego sformułowania, że cień, który Księżyc rzuca na Ziemię ma kształt stożka, trzeba stwierdzić, że maksymalny promień cienia wynosi okragło 135 a nie 50 km.

Inny astronom podaje na innym miejscu [4], że maksymalna średnica cienia wynosi 200 km.

Ten sam astronom podaje w dzienniku [5], że polska ekspedycja astronomiczna wybiera się na Kaukaz, gdzie czas zaćmienia całkowitego będzie dłuższy (niż u nas). Tymczasem na Kaukazie, w porze znacznie późniejszej niż w Polsce, gdzie zaćmienie zbliża się już ku swemu końcowi, czas całkowitości jest oczywiście krótszy. Potwierdza to radzieckie pismo [6], gdzie długość czasu całkowitości nad morzem Kaspijskim podano na 99 sekund, gdy tymczasem na Suwalszczyźnie czas ten wynosił przeszło 130 sekund.

Trzech astronomów poznańskich wydało okolicznościową broszurkę [7], w której na str. 16 czytamy: „W danym miejscu na powierzchni Ziemi całkowite zaćmienie

trwa tyle czasu, ile cień Księżyca zużywa na przebiegnięcie swej średnicy“. Takie twierdzenie jest błędne. Tylko obserwator na środkowej linii pasa całkowitości przeżywa tak długi okres całkowitości. Natomiast dla wszystkich innych trwa całkowite zaćmienie tylko tyle czasu, ile cień Księżyca potrzebuje na przebiegnięcie dotyczącej cięciwy, a nie — średnicy.

Wedle autora książki [3] cień Księżyca biegnie po Ziemi z szybkością obwodową Księżyca, tj. 60 km/min (str. 145). Jest to oczywiście sprzeczne z prawdą. Szybkość cienia na powierzchni Ziemi jest wypadkową kilku szybkości, a ponadto zależy od jej krzywizny. Zaćmienie Słońca zawsze zaczyna się gdzieś o wschodzie, a kończy — o zachodzie Słońca — gdzie indziej. W tych porach stożek cienia księżycowego pada na Ziemię niemal stycznie, jak to zresztą widać w książce [3] na str. 146 z rysunku 42. Szybkość Księżyca rzutuje się wówczas całkiem ukośnie i jest przeszło dwukrotnie większa. Na wielkość szybkości cienia ma też wpływ szybkość obrotowa Ziemi, zależnie od szerokości geograficznej, która w czerwcowym zaćmieniu zmieniała się od 40 do 60, a potem do 20 stopni szer. półn. Szybkość obrotu Ziemi w okolicy Wysp Owczych, gdzie zaćmienie całkowite przypadło w porze miejscowego południa, a pas całkowitości przebiegał wzdłuż równoleżnika 60°, wyniosła około 250 m/sek, przez co szybkość względna cienia musi o tyleż się pomniejszyć.

Mówiąc w tej samej książce [3] na str. 145, że czas całkowitości może maksymalnie wynieść 8 minut, co jest zgodne z prawdą, autor [3] może u czytelnika wywołać pewien chaos, gdyż z szybkości 60 km/min wyniknie wówczas średnica cienia na 480 km, gdy poprzednio maksymalny promień cienia został ograniczony do 50 km.

Momenty czasowe różnych zjawisk astronomicznych podaje się w publikacjach astronomicznych w czasie uniwersalnym. W tym też czasie podał *Rocznik Astronomiczny* 1954 (prof. Kępińskiego) momenty dotyczące ostatniego zaćmienia. Jakkolwiek każdemu astronomowi jest to notorycznie znane, to jednak przy każdej okazji *Rocznik Astronomiczny* przypomina, że podaje momenty w czasie uniwersalnym.

To samo podkreślił w swym artykule w piśmie [8] inny autor, zapowiadając, że podaje momenty w czasie lokalnym obowiązującym w Polsce. Zacytował je jednak wedle *Rocznika Astronomicznego* w czasie uniwersalnym! A w piśmie młodzieżowym [4] już nic nie mówi, w jakim czasie podaje momenty i oznacza je znów — w czasie uniwersalnym.

Podpisany zauważył na czas te usterki i niezwłocznie zaalarmował radio oraz niemal wszystkie dzienniki o tym czasowym „qui pro quo“.

A teraz posłuchajmy opisu zaćmienia czerwcowego podanego w art. [8] na str. 364. Czasy i miejsca będziemy konfrontować z datami R. A. 1954:

Autor [8]: Zaćmienie zacznie się w stanie Nevada o godz. 11 min. 1 czasu średnio-europ.

R. A. 1954: Czas zgodny. Miejsce 29°46' szer. półn., 73°34' dług. zach. Miejsce to znajduje się na Oceanie Atlantyckim na wsch. od półwyspu Floryda.

Autor [8]: Całkowitość zaczyna się o godz. 12 min. 8 nieco na wsch. od Nevady.

R. A. 1954: Czas zgodny. Miejsce 42°21' szer. półn., 99°04' dług. zach. Stan Nebraska.

Autor [8]: O godz. 12 min. 59 zaćmienie całkowite wkracza na teren Suwalszczyzny.

R. A. 1954: Czas zgodny, ale niestety podany w cz. uniw., gdy poprzednie były w środk.-europ.

R. A. 1954: O godz. 14 min. 57 (eur.) następuje koniec zaćmienia całkowitego w miejscu 26°18' szer. półn., 75°56' dług. wsch. (według atlasu — miasto Adżmir w Indiach).

Autor [8]: O godz. 16 min. 4 cień Księżyca ześlizguje się z globu w mieście Adżmir w Indiach.

R. A. 1954: O godz. 16 min. 4 zakończy się zjawisko częściowego zaćmienia w miejscu $13^{\circ}11'$ szer. półn., $50^{\circ}45'$ dług. wsch. (wedle atlasu — zatoka Adeńska, na poł. od Arabii).

Autor [8]: Zaćmienie częściowe zacznie się w kraju 11,33 godz. nad Bałtykiem, a zakończy na wschodzie kraju o godz. 14 min. 17.

R. A. 1954: Racja, tylko, że czasy są znów... uniwersalne, gdy poprzednie były środk.-eur., a brak jakiegokolwiek uwagi na ten temat.

Z kolei zajmijmy się artykułem [9]. Został on napisany dla pewnej agencji, która rozesłała go do wielu dzienników. Zauważyłem go w „Gazecie Zielonogórskiej” i w „Słowie Ludu” (Kielce). W ilu więcej pismach ukazał się — nie wiem.

W artykule [9] czytamy, że pas całkowitości czerwcowego zaćmienia rozpoczął się w Szwecji, a skończył w Azji Mniejszej. Szwecja leży od Suwałk o 700 km na zachód. Zaćmienie odbyło się tam może jakiś kwadrans przed Suwałkami. Jakim cudem o godz. 13,45 czasu środk.-eur. mogło rozpocząć się zaćmienie? Popołudniu? Autor [9] niezawodnie wiedział, iż nasi astronomowie pojechali na Kaukaz. Jakim cudem pas całkowitości mógł z nad Morza Kaspijskiego powędrować na zachód, do Azji Mniejszej, czyli na teren Turcji Azjatyckiej? Chyba ziemia zaczęła się kręcić w przeciwnym kierunku?

W tym samym artykule [9] znajdziemy, że grubość sierpa słonecznego widzialnego podczas maksymalnej fazy częściowego zaćmienia wynosiła w Polsce od 1—11‰ średnicy Słońca. Obie liczby są nieprawdziwe, a pierwsza — to nawet swego rodzaju błąd. Jeżeli przez Polskę przechodził pas całkowitości, to dolna granica musi rozpoczynać się od 0‰. Np. w Augustowie maks. faza wynosiła 0,999, czyli sierp miał niemal 0‰. W Zakopanem faza ta miała 0,87, więc grubość sierpa była 13‰.

Oto końcowy bilans: J e d n o zaćmienie Słońca, s z e ś ć nazwisk polskich astronomów, kilka dziesiąt nieporozumień, błędów i omyłek. Bilans — niewesoły.

Eustachy Białoborski

PRZYPISY

- [1] Eugeniusz Rybka: *Astronomia*, podręcznik dla liceów matematyczno-przyrodniczych PZWS, Warszawa 1948, str. 93.
- [2] Eugeniusz Rybka: *Astronomia ogólna*, PWN 1952.
- [3] Włodzimierz Zonn: *O planetach, kometach i Słońcu*, Czytelnik 1950.
- [4] „Młody Technik”, miesięcznik dla młodzieży, Rok 4. Nr 10, czerwiec 1954: Jan Gadowski, *Całkowite zaćmienie Słońca w Polsce*, str. 27.
- [5] Dziennik „Życie Warszawy”, dodatek „Świat się zmienia”, Autor jak [4]: *Miłośnicy nieba w akcji zaćmieniowej*, 1 szpalta, wiersz 5 od dołu.
- [6] Miesięcznik „Priroda”, Maj 1954, Moskwa, str. 85, 2-ga szpalta, wiersz 4 od góry.
- [7] J. Witkowski, B. Kiełczewski, F. Koebeke: *Obserwuj zaćmienie Słońca*, W. P. W-wa 1954, str. 16.
- [8] Jan Gadowski: *Całkowite zaćmienie Słońca w Polsce*, Mies. „Problemy” Nr 6 — 1954, str. 362, 363, 364.
- [9] Włodzimierz Zonn: *Zaćmienie Słońca*, „Gazeta Zielonogórska” Nr 153 (568) z dnia 29. 6. 1954, str. 6.

Z LITERATURY NAUKOWEJ

- R. Szafraniec, Epsilon Aurigae — najbardziej intrygujący układ gwiazdy podwójnej zaćmieniowej 40
- A. Strzałkowski, Model promieniowania radiowego Galaktyki 42
- A. Strzałkowski, Elektrofotometryczne obserwacje świecenia nocnego nieba w Krymskim Obserwatorium Astrofizycznym 43

KRONIKA

- Sprawy Centralnego Obserwatorium Astronomicznego Polskiej Akademii Nauk 44

Z KORESPONDENCJI

- E. Białoborski, Refleksje pozaćmieniowe 54

Cena zł 5.—