

ЦИТИРОВАННАЯ ЛИТЕРАТУРА

1. Minkowski R. Cygnus loop and Some Related Nebulosities. Rev. of Modern Phys. 1958, 30, 1048—1052.
2. Miyamoto S. Collisional Emission Spectra of Cosmic Clouds. Zs. f. Aph. 1956, 38, 245—258.
3. Chamberlain. J. W. The excitation of the Network Nebulae. ApJ. 1953, 117, 399—406.
4. Дольдзе М. В. О петлеобразной туманности в Лебедь. Астрон. Цирк. АН СССР, 1959, № 203, 8.
5. Дольдзе М. В. О системе S 147. Бюлл. Абастум. астрофиз. обс. 1960, № 25, 111.
6. Дольдзе М. В. Особенности видимого распределения составляющих в периферийной системе Cyg IV—S 258, 298. Астрон. Цирк. АН СССР, 1962, № 230, 15.

О СТАТИСТИЧЕСКИХ ФУНКЦИЯХ ВНЕГАЛАКТИЧЕСКИХ
 ТУМАННОСТЕЙ

Дж. Ш. ХАВТАСИ

1. Геометрические и фотометрические характеристики внегалактических туманностей. На небе внегалактическая туманность видна как более или менее правильный эллипс. (Неправильных галактик мы не будем рассматривать). Обозначим через a и b большую и малую оси этого видимого эллипса. Истинный диаметр галактики обозначим через d . Как бы ни была ориентирована галактика в пространстве, проекция её диаметра d в картинной плоскости всегда будет представляться как a , т. е. будет иметь место соотношение:

$$d = ar, \quad (1)$$

где r расстояние до галактики.

Истинную и видимую площадь галактики обозначим соответственно через S и s . Очевидно они связаны между собой равенством:

$$S = sr^2. \quad (2)$$

С другой стороны, площадь галактики, как площадь эллипса, будет:

$$S = \pi d^2(1 - \gamma), \quad (3)$$

где

$$\gamma = \frac{a - b}{a} \quad (4)$$

видимое сжатие галактики.

Между видимой интегральной величиной галактики m и её абсолютной интегральной величиной M существует соотношение:

$$M = m - 5 \log r, \quad (5)$$

где r выражено в 10 парсеках.

Интегральная яркость галактики:

$$I = iS, \quad (6)$$

где i яркость единичной площади галактики. Используя (3), получим:

$$I = \pi i d^2(1 - \gamma). \quad (7)$$

Если перейдем к звездным величинам, получим:

$$M + 2.5 \log S = M_0, \quad (8)$$

где

$$M_0 = -2.5 \log i \quad \text{или} \quad M + 5 \log d = c, \quad (9)$$

где

$$C = -2.5 \log [\pi i (1 - \gamma)]. \quad (10)$$

Переходя к видимым звёздным величинам, получим известное соотношение Хаббла.

$$m + 5 \log a = C. \quad (11)$$

Величина C может быть постоянной, если имеет место: $i = \text{const}$ и $\gamma = \text{const}$. В действительности этого нет и соотношение Хаббла (11) с постоянной C , если мы его рассмотрим для какой-нибудь совокупности галактик, может иметь лишь статистический смысл.

Таким образом, сопоставляя видимые характеристики внегалактических туманностей a, b, γ, s, m с истинными характеристиками d, S, M, r , мы хотим, по значениям, полученным на основе наблюдений, иметь суждение об их истинных значениях.

Переходя от одной галактики к другой (пересчитывая их), мы замечаем, что значения видимых характеристик меняются случайным образом, какой бы порядок пересчета мы не выбрали. Иными словами, видимые характеристики a, b, γ, s, m можно рассматривать, как случайные величины и, естественно, представляет интерес изучение их функций распределения.

2. Функция распределения внегалактических туманностей. Все рассмотренные выше случайные величины принимают неотрицательные значения; будем полагать, что функции распределения характеристик внегалактических туманностей непрерывные и рассмотрим плотности распределения.

Плотность распределения большой видимой оси a обозначим через $f(a)$, т. е. $f(a) da$ дает вероятность того, что большая видимая ось a наудачу взятой галактики будет заключаться в пределах $a, a + da$.

Аналогично определим и плотности распределения других характеристик:

$A(m)$ — видимой интегральной величины,

$\varphi(M)$ — абсолютной интегральной величины (функция светимости),

$g(s)$ — видимой площади,

$h(S)$ — истинной площади,

$\psi(d)$ — истинного диаметра,

$D(r)$ — функция плотности дающая вероятность того, что расстояние r наудачу взятой галактики заключается в интервале $(r, r + dr)$.

Из физических соображений очевидно, что величины d и r являются независимыми случайными величинами и на основе равенства

$$a = d \frac{1}{r}$$

можно написать зависимость между их плотностями:

$$f(a) = \int_0^{\infty} r D(r) \psi(a \cdot r) dr. \quad (12)$$

Однако, чтобы это уравнение можно было применить для объектов, изучаемых в астрономии, т. е. для объектов расположенных в конусе с телесным углом ω и осью, направленной вдоль луча зрения (рис. 1), нужно его изменить. Единичный объём конуса dv зависит от r и равен $dv = \omega r^2 dr$ и очевидно, что для учета этого эффекта селекции нужно в уравнении (12) dr заменить на dv . Так что, получим:

$$f(a) = \omega \int_0^{\infty} r^3 D(r) \psi(ar) dr. \quad (13)$$

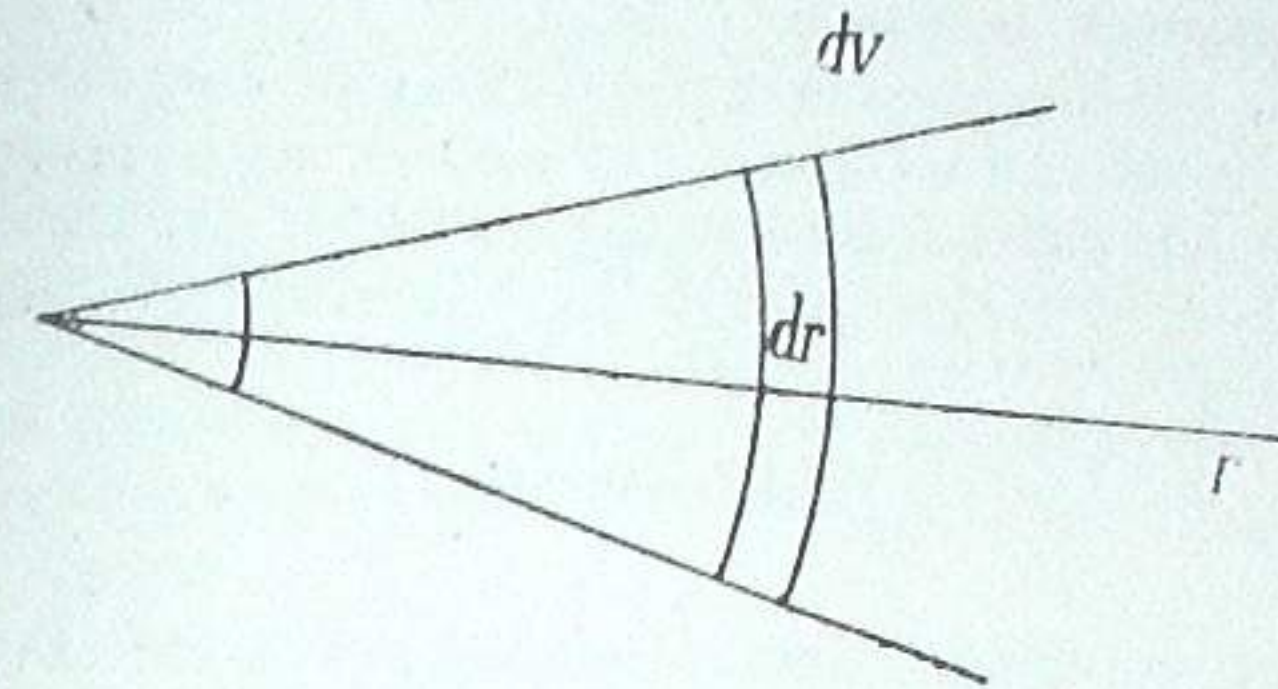


Рис. 1

Таким образом, мы получили известное интегральное уравнение Шварцшильда, которое связывает плотность распределения видимой характеристики $f(a)$ с двумя неизвестными функциями $D(r)$ и $\psi(d)$. Аналогичными рассуждениями получим другие уравнения:

$$A(m) = \omega \int_0^{\infty} r^2 D(r) \varphi(m - 5 \log r) dr, \quad (14)$$

$$g(s) = \omega \int_0^{\infty} r^2 D(r) h(sr^2) dr, \quad (15)$$

Используя правило определения плотности распределения функции по плотности распределения аргумента, из равенств (8) и (9), получим:

$$h(S) = k S^{-1} \varphi(M_0 - 2.5 \log S),$$

$$\psi(d) = 2k d^{-1} \varphi(c - 5 \log d), \quad k = 2.5 \text{ mod.}$$

Заменяя в уравнениях, (13) и (15) h и ψ на φ получим:

$$af(a) = 2k\omega \int_0^{\infty} r^3 D(r) \varphi[c - 5 \log(ar)] dr, \quad (16)$$

$$sg(h) = k\omega \int_0^{\infty} r^2 D(r) \varphi[M_0 - 2.5 \log(sr^2)] dr.$$

Таким образом, уравнения (14) и (16) связывают доступные определению из наблюдений функции $A(m)$, $g(s)$ и $f(a)$ с двумя неизвестными функциями: функции плотности $D(r)$ и функции светимости $\varphi(M)$. Решение этих уравнений известно.

Однако применение этих уравнений встречает серьезные затруднения. Во-первых, мы предположили, что $i = \text{const}$ и $\gamma = \text{const}$, чего в действи-

тельности нет. Поэтому, чтобы наши выводы сделать корректными, функции $f(a)$, $A(m)$ и $g(s)$ мы должны построить для различных классов внегалактических туманностей, внутри которых можно считать $\gamma = \text{const}$. С другой стороны, так как мы имеем интегральную величину M , то под i можно подразумевать среднюю величину.

Во-вторых, при построении функции $f(a)$ мы фактически фиксируем и измеряем галактики до какого то предела a_{\min} , меньше которого мы или не замечаем или не можем измерять. Поэтому, мы изучаем пространство до какого то предела R . Так что, уравнение (13) переписывается так:

$$f(a) = \int_0^R r^3 i D(r) \psi(ar) dr. \quad (17)$$

Предел R можно определить лишь в вероятностном смысле при знании функции распределения D и ее параметров. Так что, за наименьшим лучшим, придется взять его приближенное значение.

В-третьих, внегалактические туманности в пространстве образуют отдельные сгущения, скопления и поэтому $D(r)$ имеет нерегулярный характер. Поэтому при измерениях нужно избегать таких направлений на небе, где заведомо известно, что там имеется скопление галактик.

Если допустить, что галактики распределены в пространстве равномерно, т.е. $D(r) = \text{const}$, то из (17) можно определить ψ :

$$\psi(x) = \text{const} x^{-3} \frac{d}{dx} \left[x^4 f \left(\frac{x}{R} \right) \right].$$

Из (17) очевидно также, что если $\psi(d) = \text{const}$, то и $f(a) = \text{const}$, какой бы ни была функция $D(r)$.

3. Определение видимых осей внегалактических туманностей на картах Паломарского атласа. Очевидно, что истинные размеры галактики уменьшаются из-за недостаточности экспозиции. При прочих равных условиях, чем больше экспозиция, тем больше и размеры изображения галактики (разумеется, до определенного предела). Это вызвано тем, что имеет место постепенное падение поверхностной яркости от центра до границы галактики. Так что, из-за этого эффекта, который условно назовем эффектом недостаточности экспозиции, мы измеряем ось a вместо истинной a' и величина $\Delta = a' - a \geq 0$ характеризует ту ошибку, которую мы допускаем из-за эффекта недостаточности экспозиции.

Обозначим через i яркость единичной площади на поверхности галактики. Она функция от радиуса галактики ρ . Как первое приближение допустим, что эта функция линейна, т.е.

$$i = i_0 - \alpha \rho,$$

где $i_0 = \frac{\alpha a'}{2}$ яркость в центре галактики, а $\alpha > 0$ коэффициент пропорциональности. Когда $\rho = 0$, то $i = i_0$ и когда $\rho = \frac{a'}{2}$, то $i = 0$.

Обозначим через i' ту минимальную яркость, которая еще создает на фотографиях измеримое (ощутимое) почернение. Фактически i' — яркость на границе галактики можно определить из равенства:

$$i' = i_0 - \alpha \frac{a'}{2};$$

тогда для Δ получим

$$\Delta = a' - a = \frac{2i'}{\alpha},$$

Таким образом, величина Δ фактически зависит от α , так как i' одинакова для всех галактик, полученных на одной фотопластинке. Если $\alpha = \text{const}$, то учет эффекта недостаточности экспозиции не затрудняет статистическую обработку осей галактик, так как не представляет труда определить плотность распределения $f(a')$, если известна $f(a)$ и $\Delta = \text{const}$.

Однако нет основания считать $\Delta = \text{const}$. Если бы можно было классифицировать галактики по величине α и провести статистику отдельно внутри классов, то результаты были бы корректными. Некоторые соображения относительно такой классификации можно привести в следующем аспекте.

Известно, что границы изображений галактик не четкие. Они размыты и вследствие этого размеры изображения галактик определяются с различной точностью в зависимости от размытости их границ. Очевидно, что точность измерения осей галактик характеризует размытость границ изображения галактик, а размытость сама характеризует величину α . Кажется правдоподобным, что чем больше α , т.е. чем быстрее падает яркость от центра к краям, тем четче должна быть граница. Так что, проводя классификацию по размытости границ, мы тем самым проведем классификацию и по величине α .

Таким образом, искажение размеров галактик из-за эффекта недостаточности экспозиции можно сделать неощутимым, если провести статистику отдельно для галактик, имеющих одинаковые размытые границы. Сказанное можно проиллюстрировать следующим образом.

Изображения внегалактических туманностей на картах Паломарского атласа были разделены на пять классов по признаку размытости их границ. Галактики, имеющие наиболее четкие границы, относились к пятому классу, а галактики с наиболее размытыми границами — к первому. Такое субъективное разделение впоследствии было охарактеризовано количественно, когда была определена точность измерения осей галактик. В таблице 1 даны средние квадратические ошибки одного определения осей a и b галактик и a' и b' их ядер. Как видно из таблицы, с увеличением номера класса, уменьшаются средние квадратические ошибки.

Таблица 1

№ класса	m_a	m_b	Число галак.	$m_{a'}$	$m_{b'}$	Число ядер
1	7.9	5.5	360	3.6	4.2	∞
2	10.3	6.1	117	0.6	1.8	91
3	6.7	3.6	143	0.05	1.2	106
4	4.8	3.0	201	1.8	1.2	113
5	3.0	1.2	110	0.6	0.05	134

По многим соображениям выгодно измерения осей внегалактических туманностей проводить на картах Паломарского атласа. Во-первых, атлас однороден и охватывает большую часть неба, имеет достаточно подходящий масштаб, карты имеют дубликаты, что дает возможность не смешивать галактики с фотографическими дефектами; атлас имеет и другие фотографические преимущества. Во-вторых, если измерения проводятся с помощью десятикратной лупы с делениями, непосредственным накладыванием лупы на изображение галактики, то таким простым методом измерения можно сделать массовыми, что очень важно для статистических исследований.

Что касается точности такого измерения, то о ней можно судить по таблице 1. Если сравнить с известным каталогом М. Вольфа, то точность определения 4 и 5-го классов наших измерений не ниже точности каталога Вольфа, где измерения проводились на фотонегативах с помощью измерительных приборов. Средняя по классам точность 5''--6'' вполне достаточна для наших целей, т. е. для построения функций распределения.

Определение средней квадратической ошибки одного определения производилось следующим образом. На одной и той же карте Паломарского атласа мы производили измерения больших осей в двух сериях и затем образовывали разности $a_i(II) - a_i(I) = \delta_i$, где i номер галактики. Средняя квадратическая ошибка одного определения m_a вычислялась по формуле

$$m_a = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^n (\delta_i - \bar{\delta})^2}{2(n-1)}}$$

где n число измеренных галактик $\bar{\delta} = \frac{\sum \delta_i}{n}$. Эта формула исключает систематическую ошибку между двумя сериями измерений.

С целью иллюстрации вышесказанного, приведем результаты измерения около 1000 галактик в ядре скопления галактик в созвездии Волосы Вероники, с центром

$$\alpha = 12^h 24^m,$$

$$\delta = +9^\circ.$$

Измерялись большие и малые оси, как самих галактик, так и их ядер a, b и a', b' , соответственно.

На рис. 2 представлены гистограммы больших осей a для всех классов по четкости границ изображений галактик (соответственно I, II, III, IV, V). Как видно из гистограмм, распределение почти одинаковое, но есть и некоторое различие: при увеличении номера класса мода сдвигается налево и немного увеличивается дисперсия. Однако, это выявляется очень слабо и не стоит внимания. Во всех распределениях определенно замечается значительная левая асимметрия.

На представленных на рис. 3 гистограммах не делается различия по классам и даются распределения осей галактик a и b и их ядер a' и b' . В таблице 2 даны параметры этих распределений. Если пренебречь разницей в расстояниях между галактиками по сравнению с расстоянием самого скопления галактик, то гистограммы, представленные на рис. 3 характеризуют распределение истинных диаметров галактик и их ядер.

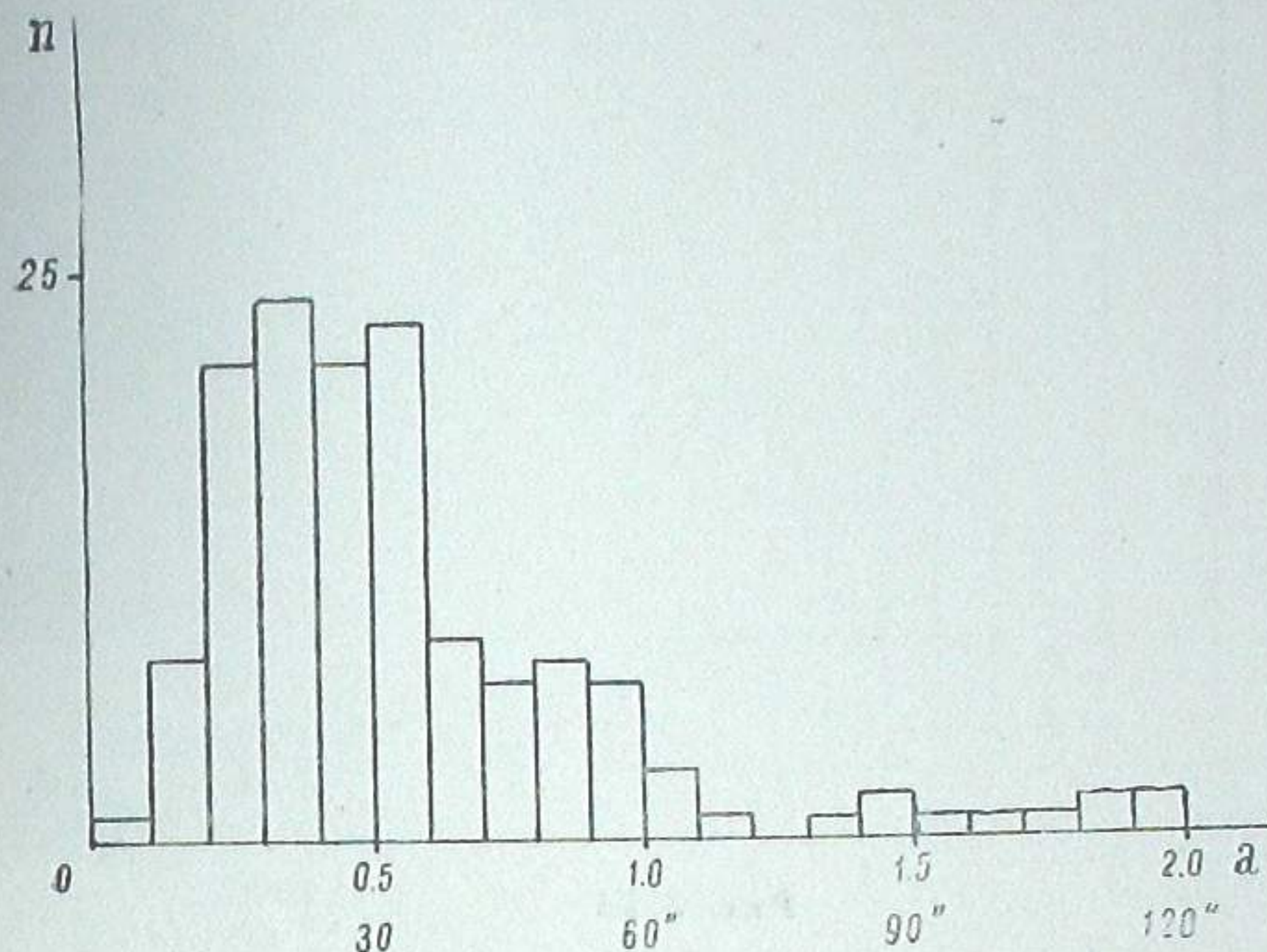


Рис. 2, I

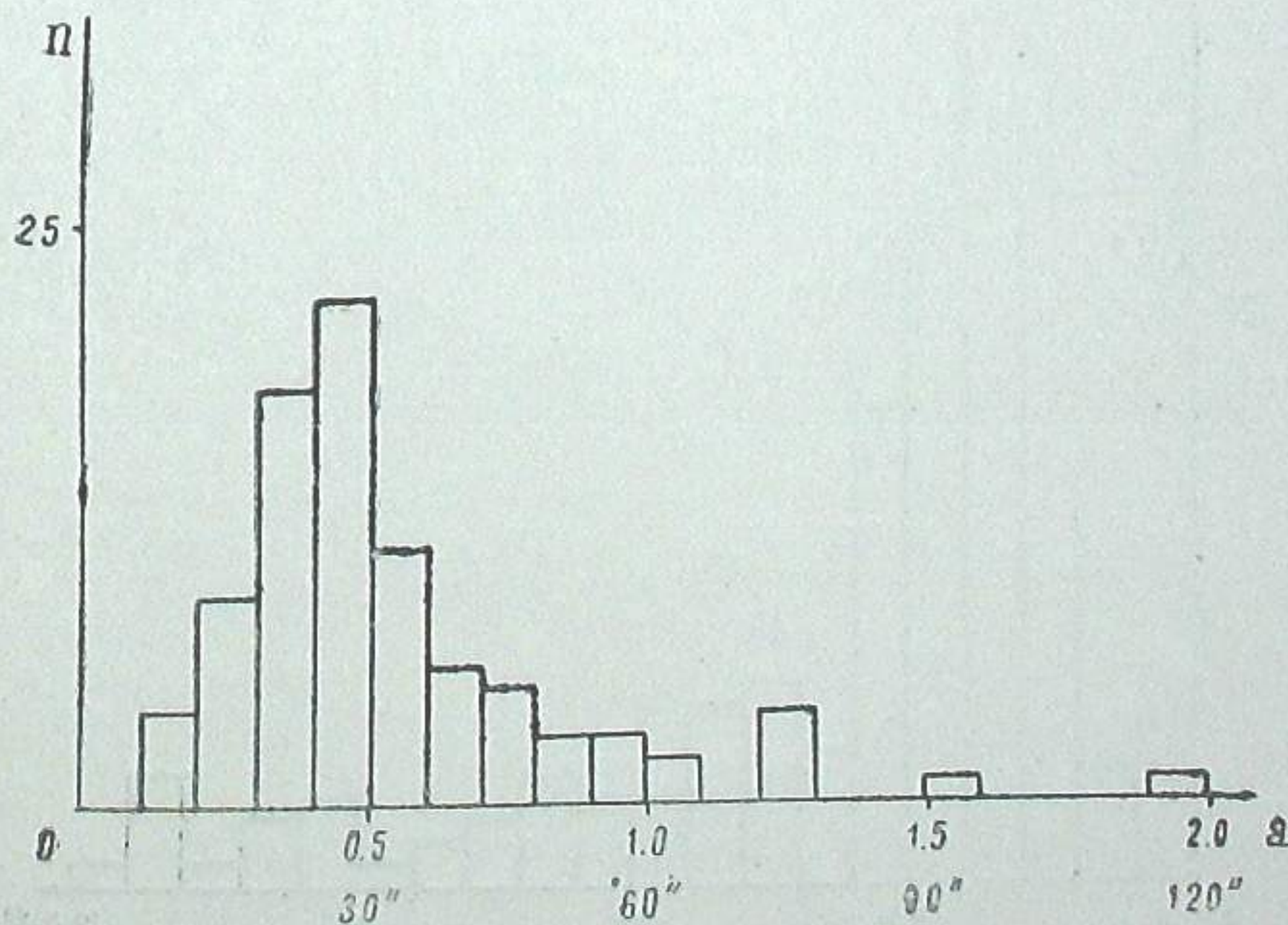


Рис. 2, II

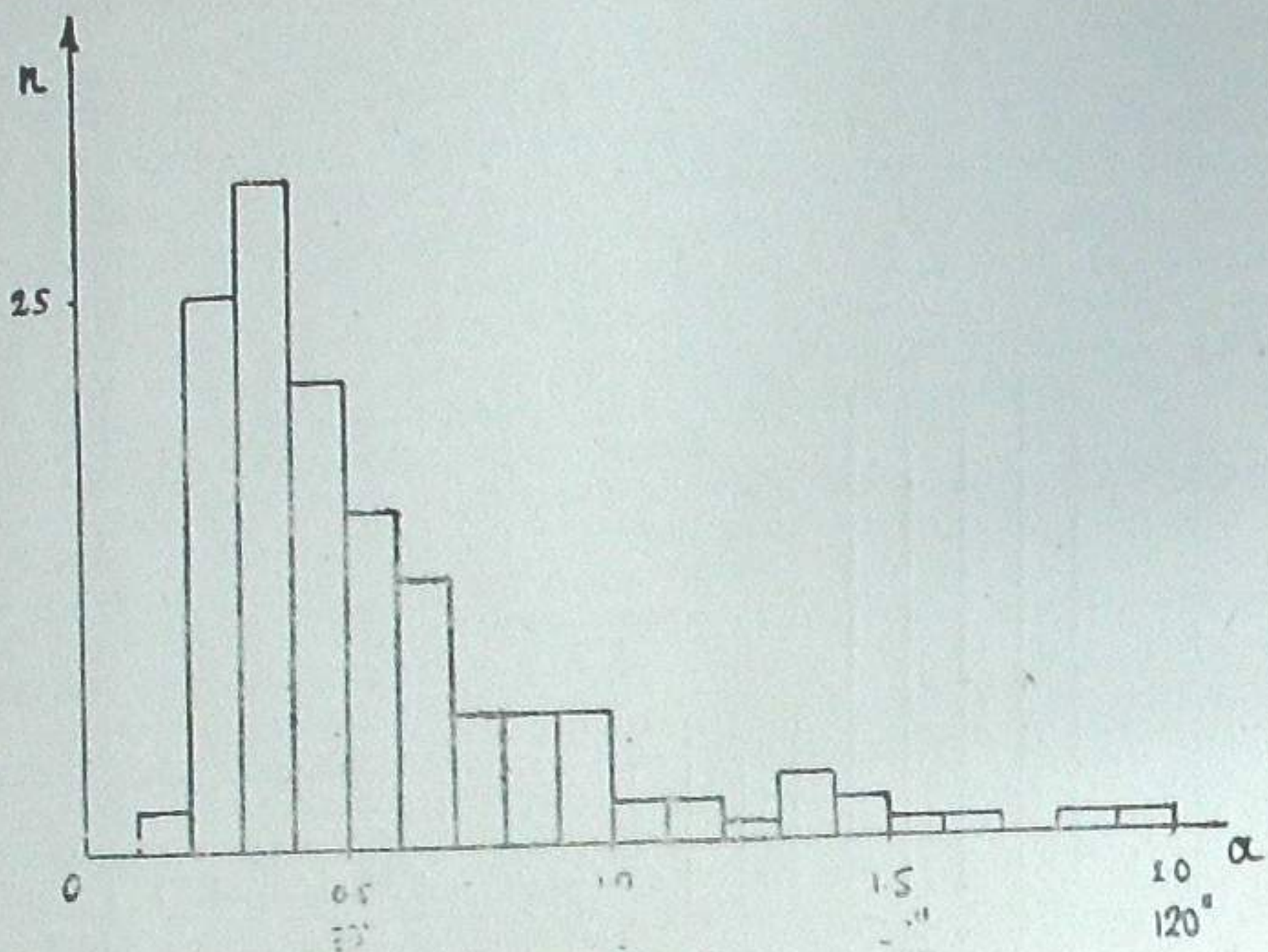


Рис. 2, III

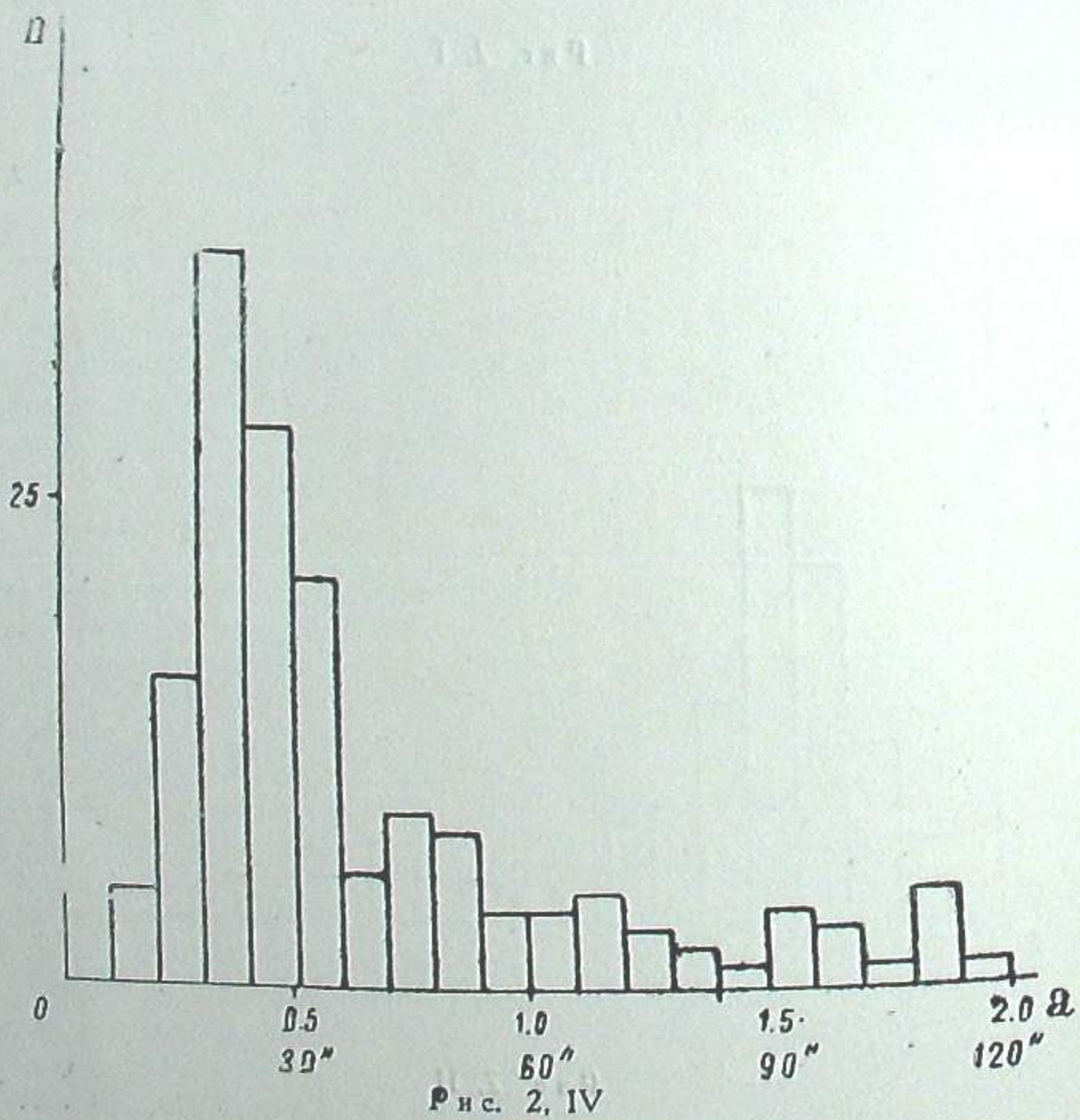


Рис. 2, IV

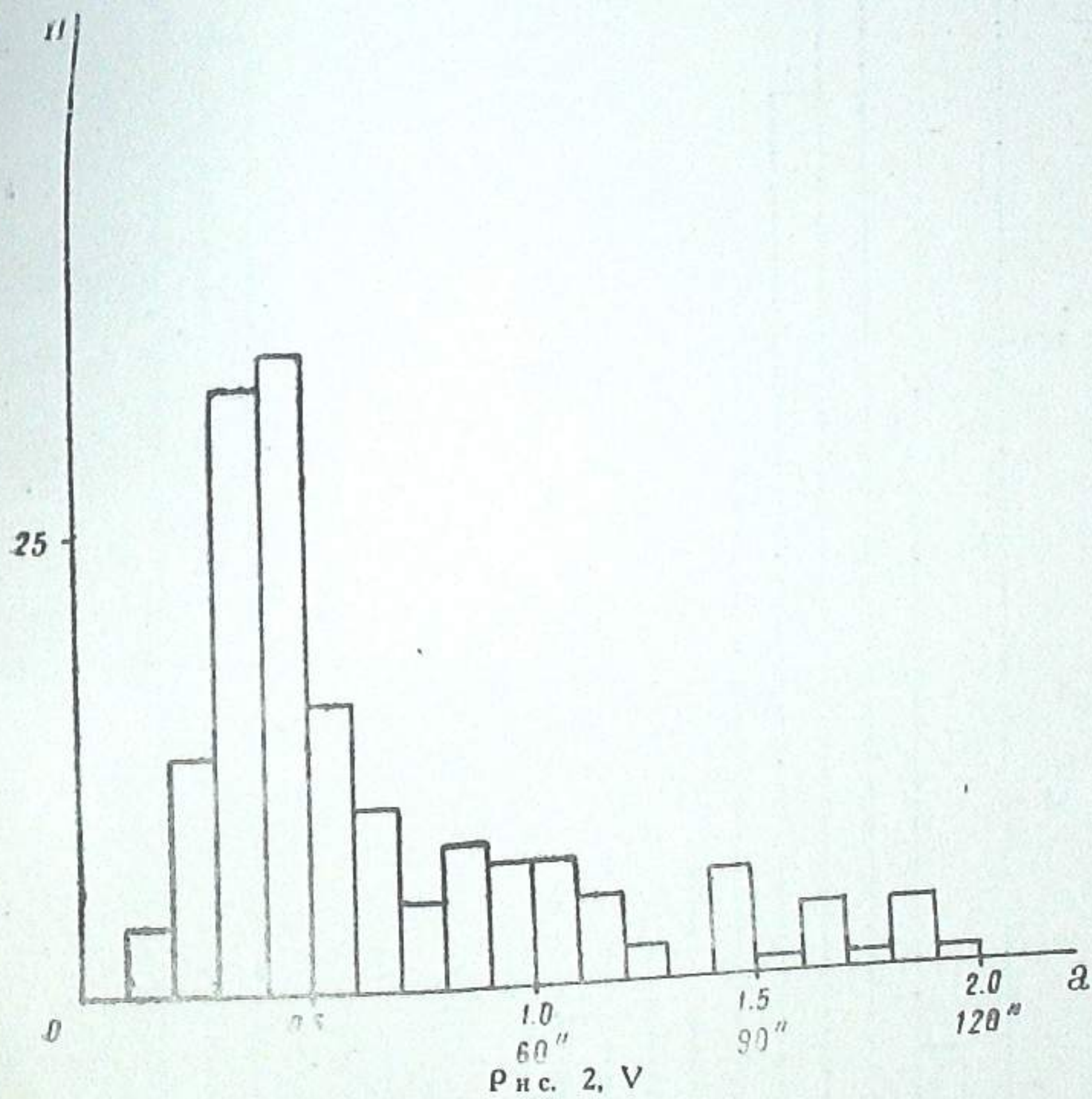


Рис. 2, V

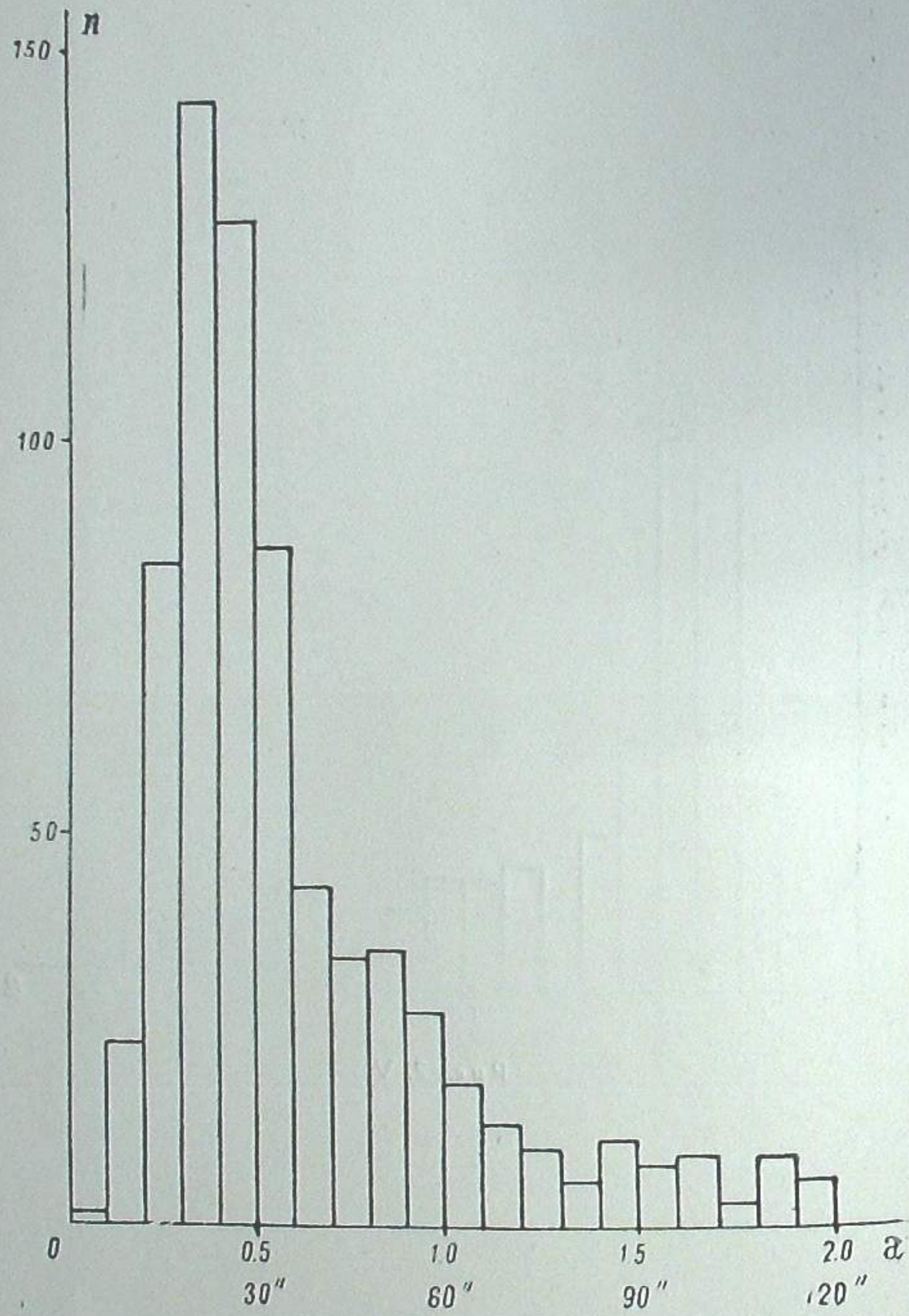


Рис. 3. а

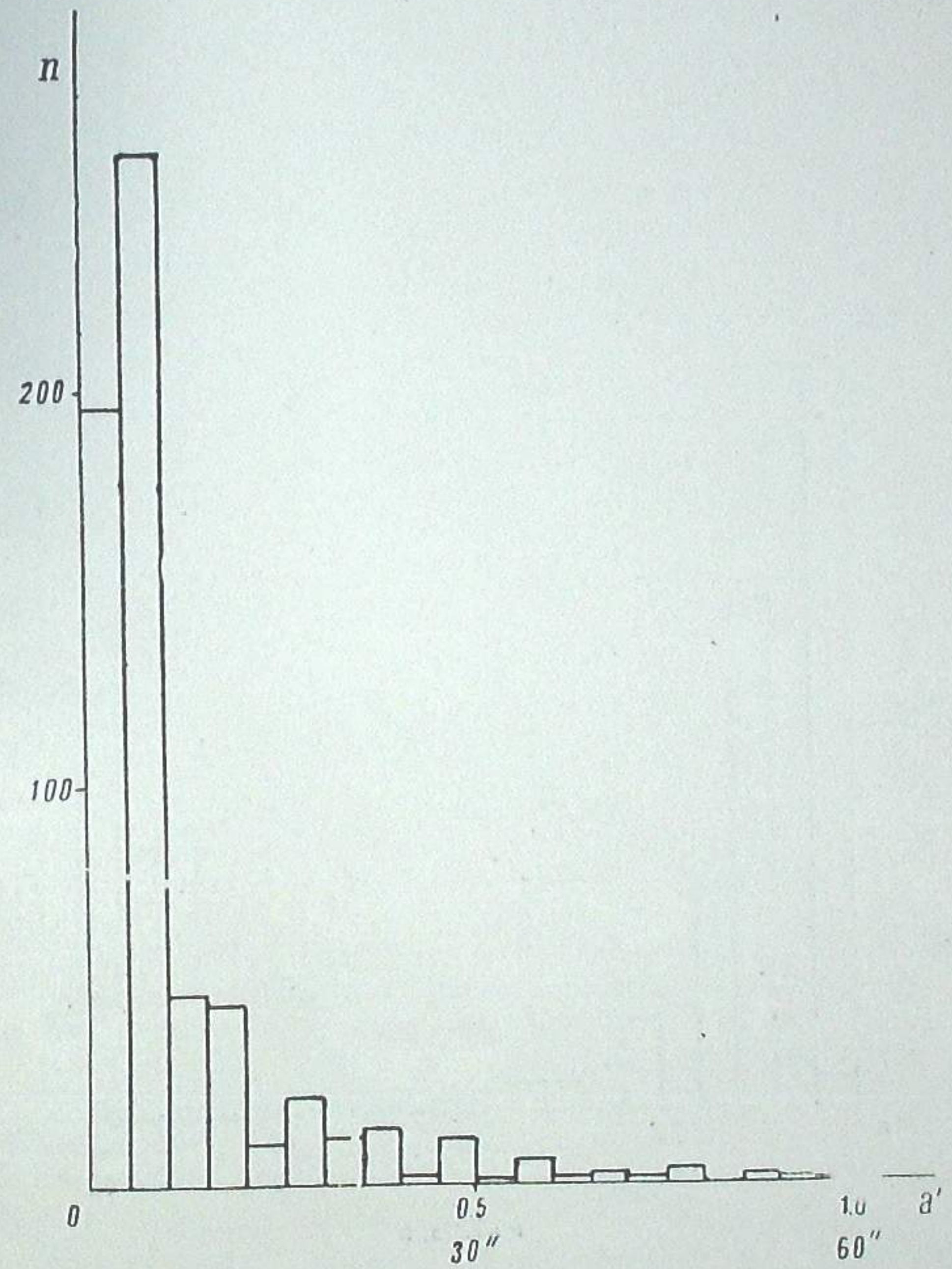


Рис. 3. б

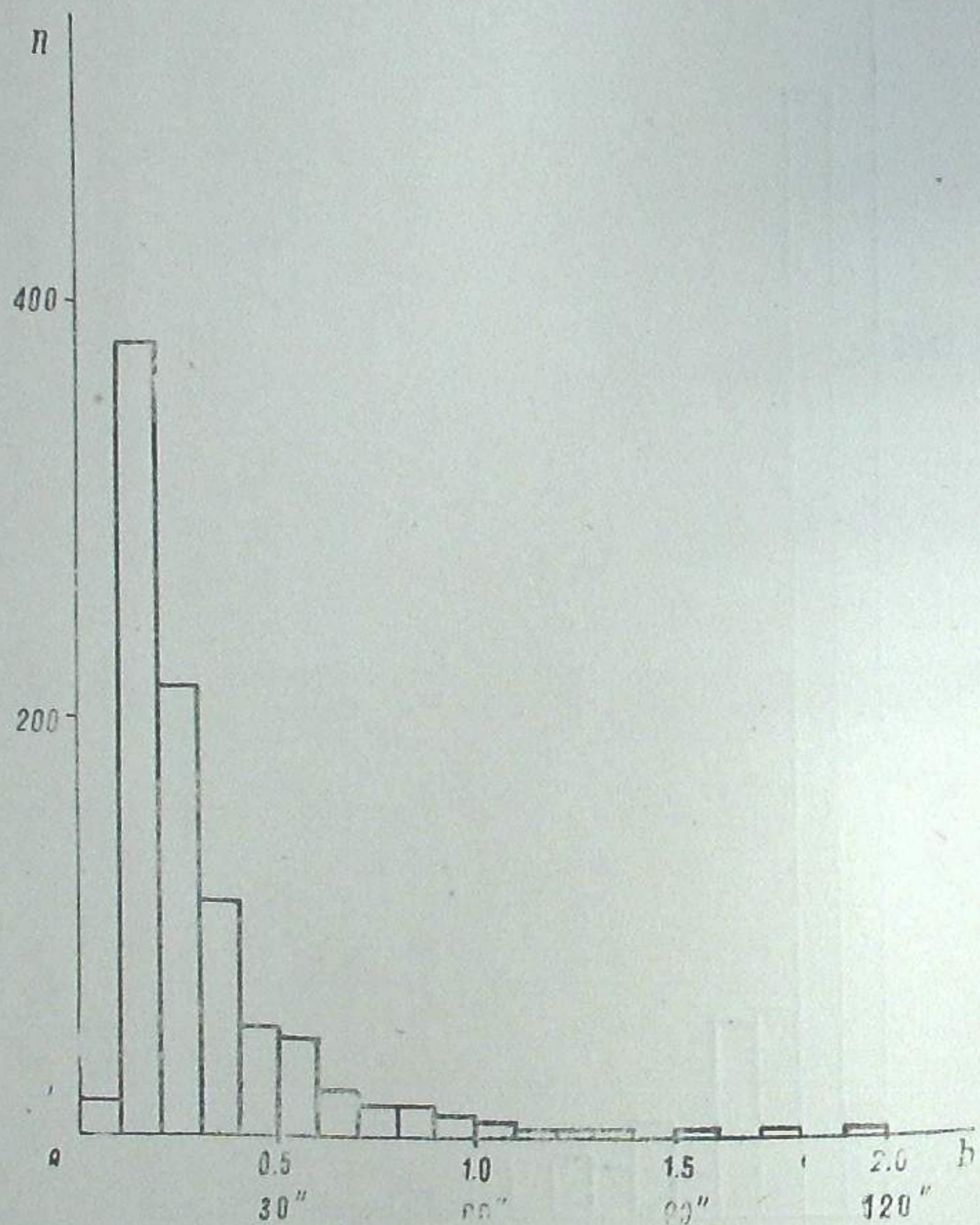


Рис. 3, b

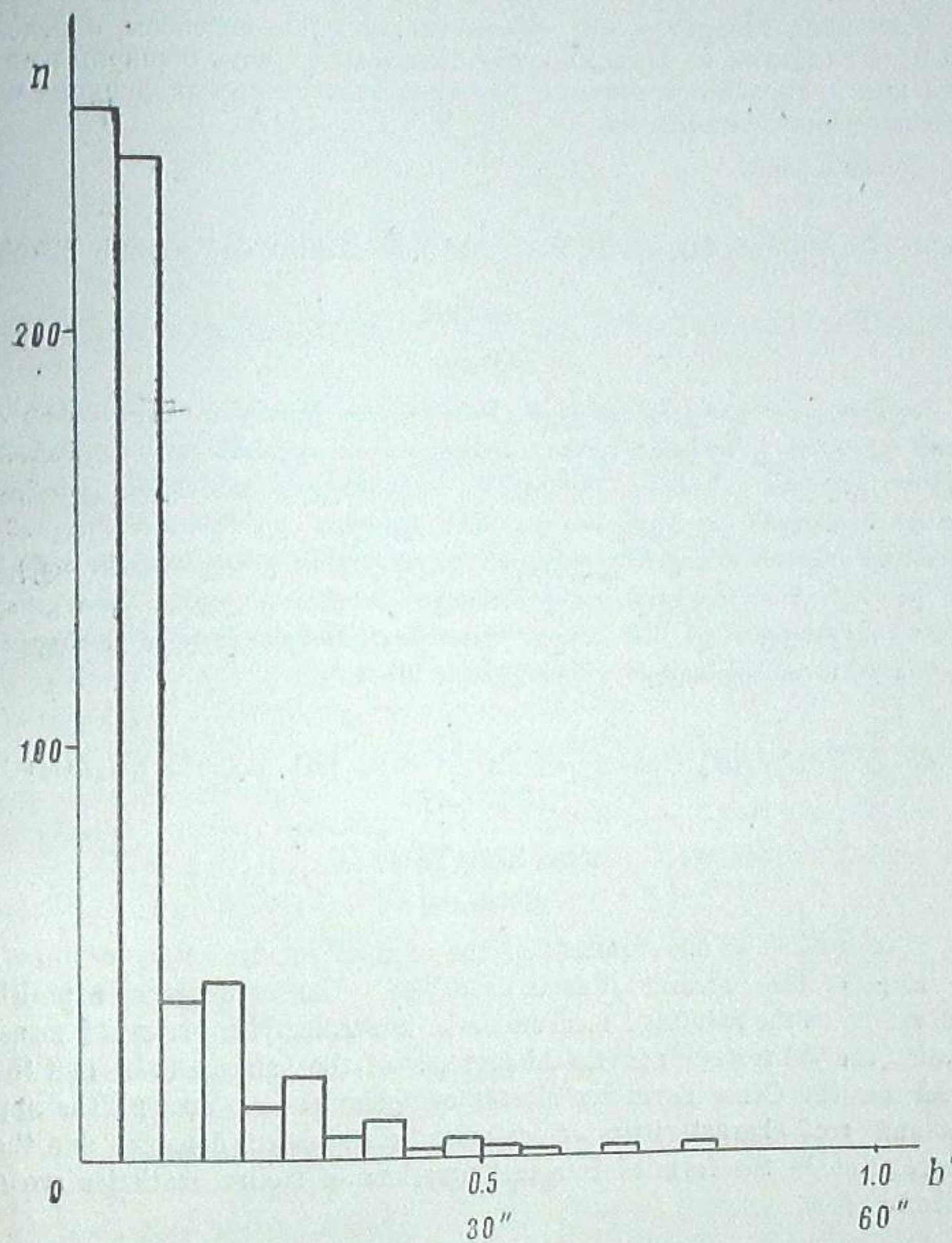


Рис. 3, b'

Таблица 2

Оси	Среднее	Мода	Дисперсия
a	39.6	18.0	22.8
b	19.4	6.0	6.6
a'	7.2	4.5	1.2
b'	5.6	1.5	0.6

Нам представляется, что, изложенным выше способом, определения осей галактик на Паломарском атласе могут дать обширный материал для детального и полного изучения статистических функций внегалактических туманностей.

Декабрь, 1961.

გარეგალაქტიკურ ნისლეულთა სტატისტიკური ფუნქციების შესახებ

ჯ. ხავთასი

(რეზიუმე)

აღწერილია გარეგალაქტიკურ ნისლეულთა ღერძების პალომარის ატლასის რუკებზე გაზომვის ხერხი. შესწავლილია ექსპოზიციის უკმარობის ეფექტის გავლენა გაზომვით შედეგებზე; შეფასებულია გაზომვითა ცდომილებები და აგებულია გალაქტიკათა და მათი გულების ღერძების ჰისტოგრამები ვერონიკას თმების თანავარსკვლავედის გალაქტიკათა გროვისათვის. აღწერილია გალაქტიკათა ხილული და ჰერმარტი მახასიათებლები, მათი განაწილების სიმკვრივები და მათ შორის ურთიერთდამოკიდებულება ვარსკვლავთ სტატისტიკის ინტეგრალურ განტოლებათა სახით.

ON THE STATISTICAL FUNCTIONS FOR THE EXTRAGALACTIC NEBULAE

J. Sh. KHAVTASSI

(Summary)

The method of measurement of the axes of extragalactic nebulae on the maps of the Palomar atlas is described. The influence of exposition lack effect on the results of measurements is studied. The errors of measurements are estimated and the histograms of the galactic axes and their nuclei for the Coma Berenices cluster of galaxies are drawn. The apparent and real characteristics of galaxies, distribution densities and their interrelation in the form of integral equations of stellar statistics are described.

კოორდინატთა საზომი ხელსაწყოს КИМ-3-ის გამოკვლევა

ბ. სალუკვაძე და ა. ხატინოვი

§ 1. შესავალი. КИМ-3 (Координатно-измерительная машина) — სისტემის საზომი ხელსაწყოები, რომლებსაც სერიულად უშვებს ლენინგრადის ოპტიკურ-მექანიკური წარმოება, განკუთვნილია ფოტოგრაფიულ უირფიტაზე მიღებული ციური სხეულების გამონახვითა ზუსტი სწორკუთხონი კოორდინატებისა და პოზიციური კუთხეების გასაზომად. უკანასკნელ წლებში, ფოტოგრაფიული ასტრომეტრიის სამუშაოთა პრაქტიკაში, КИМ-3 სულ უფრო და უფრო ფართოდ გამოიყენება. ეს განპირობებულია მისი მოხერხებული მექანიკური კონსტრუქციით, დამზადების მაღალი სიზუსტითა და იმ გარემოებით, რომ ის საშუალებას იძლევა ორივე კოორდინატი გაზომილ იქნას ერთდროულად, რაც არ ახასიათებდა ადრე არსებულ ბევრ საზომ ხელსაწყოს (რეპსოლდისეულს, ბამბერგისეულსა და სხვ.) КИМ-3 მიეკუთვნება სკალეების საზომი ხელსაწყოების ტიპს, და არა ხრახნიანებისას.

ავტორების მიერ 1962 წლის აპრილ-სექტემბერში შესრულებულ იქნა აბასთუმნის ასტროფიზიკურ ობსერვატორიაში არსებული შემოსენებული სისტემის საზომი ხელსაწყო (КИМ-3 № 550001) ყოველმხრივი გამოკვლევა. ხელსაწყოს მოკლე აღწერის, გამოკვლევის მეთოდისა და მისი შედეგების გადმოცემა შეადგენს წინამდებარე წერილის მიზანს.

§ 2. ხელსაწყო აღწერა. ხელსაწყოს ზოგადი სქემა მოცემულია 1 ნახაზზე, საერთო ხედი კი—I ფოტოზე.

ხელსაწყოს ფუძეზე 1 (ფოტო I) დამაგრებულია ბრტყელი მინა 2, რომელზედაც გორგოლაქებით მოძრაობს სასაგნე მაგიდის ურიკა 3 მასში ჩადგმული გასაზომი ნეგატივითურთ. სახსროვან პარალელოგრამთა სისტემის 4 და 5 მეშვეობით ურიკა, ასტრონეგატივთან ერთად, გადაადგილებისას ასრულებს გადატანით მოძრაობას. ურიკის უხეშად სამოძრაველად მასზე მიმაგრებულია სახელური 6, რომელიც თავისი სიმძიმით თავისუფლად დგას მინაზე 2. მიკრომეტრული გადაადგილებებისათვის სახელური აღჭურვილია ხრახნებით 7 და 8; გადაადგილება მოითხოვს სახელურის თავის 6 წინასწარ მობრუნებას საათის ისრის მოძრაობის საწინააღმდეგო მიმართულებით (ამ დროს წარმოიშობა საკმარისი შეჭიდულობა სახელურის „ფეხებსა“ და მინას შორის).

ურიკაზე ხისტად არის დამაგრებული საგულდაგულოდ დამუშავებული ორი ურთიერთპერპენდიკულარული მიმართული შიმშა 9, 10, რომლებსაც ებჯინება საზომი სკალეების ბუდეები 11, 12. ეს უკანასკნელი კი, ურიკის მოძრაობი-