

3. バックグラウンドの流星数変化

(長沢 工)

散在流星のもととなる物質が太陽系空間で静止していて、その中を地球が進んで行くモデルを考える。このとき、地上の単位面積あたりに突入してくる流星数は、地球の進行方向がちょうど天頂に一致している場所、すなわち、進行方向の前面が最も多くなる。観測地の緯度を φ 、恒星時を θ 、太陽黄経を λ_s とすれば、地球の進行方向とその地点の天頂とがなす角度 Q は、次のようになる。

$$\cos Q = \cos \varphi (\sin \lambda_s \cos \theta - \cos \varepsilon \cos \lambda_s \sin \theta) - \sin \varphi \sin \varepsilon \cos \lambda_s$$

太陽赤経 α_s ($\tan \lambda_s = \tan \alpha_s / \cos \varepsilon$) 及び地方時 t ($\theta = t + \alpha_s - 180^\circ$) を用いて、この式を変形すれば、

$$\begin{aligned} \cos Q = & \cos \varphi \sin t - \sin \varepsilon \sin \varphi \cos \alpha_s \\ & + \frac{1}{2} \sin^2 \varepsilon \cos \alpha_s [\dots] \\ & + \frac{1}{8} \sin^4 \varepsilon \dots \\ & + \dots \end{aligned}$$

となる。この式で、第1項は、午前6時に最大となる(日周変化)

第2項は、春分に最小、秋分に最大となる。(年周変化)

4. 文献講読

(大塚、柳、波多野)

"Two-station television observations of Perseid meteors"

Mon. Not. R. astr. Soc. (1982) 201, 569-577

1977, 78年のPer群について、発光点高度、消滅点高度、最大光度となった高度などの研究成果。

(寺田 記)

1) 静止モデル

1時間当りの流星出現数 m は

$$m = \begin{cases} PV_0 \cos Q & (個/km^2 \cdot h) \quad \dots\dots 0^\circ \leq Q \leq 90^\circ \\ 0 & \dots\dots 90^\circ < Q \leq 180^\circ \end{cases}$$

Q : 観測点の鉛直上オと地球進行方向とのなす角

P : 流星物質の存在密度 (個/ km^3)

V_0 : 地球の進行速度 (km/h) $\sim 107225 km/h$

このモデルで出現数の季節変化, 日周変化をかなり説明できる

2) 等速運動モデル

流星物質の運動速度を V とし

CASE I $V < V_0$ のとき $\sin Q_1 = V/V_0$ で Q_1 を決める (長半径 $a < 1A.U.$)

$$m = \begin{cases} PV_0 \cos Q & \dots\dots 0^\circ \leq Q \leq 90^\circ - Q_1 \\ (PV_0^2/4V)(\cos Q + V/V_0)^2 & \dots\dots 90^\circ - Q_1 < Q \leq 90^\circ + Q_1 \\ 0 & \dots\dots 90^\circ + Q_1 < Q \leq 180^\circ \end{cases}$$

CASE II $V > V_0$ のとき ($a > 1A.U.$)

$$m = (PV_0^2/4V)(\cos Q + V/V_0)^2$$

このモデルでは地球進行のうしろ側にも流星出現のあることが説明できる

3) 一般モデル

流星物質の軌道要素 a, e, Ω, i, ω のうち a, e は特定の決った値, Ω, i, ω はあらゆる方向に等しい分布であると仮定する。

太陽方向を x 軸, 地球進行方向を z 軸とした右手直交座標系 x, y, z で, 地心原点の観測点位置 (x, y, z) と

$$(x = r \sin \theta \cos \psi, \quad y = r \sin \theta \sin \psi, \quad z = r \cos \theta)$$

の極座標で表現する。このとき $m = m_1 + m_2$ と二つに分けて考えよう

$$K = \frac{V_0}{V} \cos Q - \sin \theta \cos \psi \sin Q$$

$$J = K / \{ \cos^2 \theta \sqrt{\cos^2 Q + \sin^2 \psi \sin^2 Q} \}$$

で K, J を計算する。ただし流星物質の軌道面で, 地球と衝突するときの物質の進行の向きと太陽方向とのなす角を $90^\circ - \delta$ とし δ とする。このとき

$$m_1 = \begin{cases} 2PV\pi K & \dots\dots J > 1 \\ 2PV\{(\pi - A)K + S\} & \dots\dots -1 \leq J \leq 1 \\ 0 & \dots\dots J < -1 \end{cases}$$

である。ここで

$\cos A = J$

$$S = \left[\left\{ \cos^2 \delta - \left(\frac{V_0}{V} \right)^2 \right\} \cos^2 Q + 2 \frac{V_0}{V} \sin \delta \cos \delta \cos Q \sin Q + (\cos^2 \delta - \cos^2 \delta \mp) \sin^2 Q \right]^{\frac{1}{2}}$$

である。つきに

$K' = \frac{V_0}{V} \cos Q + \sin \delta \cos \delta \mp \sin Q$

$J' = K' / \left\{ \cos \delta \sqrt{\cos^2 Q + \sin^2 \delta \mp \sin^2 Q} \right\}$

と

$$m_2 = \begin{cases} 2PV\pi K' & \dots \dots \dots J' > 1 \\ 2PV \{ (\pi - A') + S' \} & \dots \dots \dots -1 \leq J' \leq 1 \\ 0 & \dots \dots \dots J' < -1 \end{cases}$$

また

$\cos A' = J'$

$$S' = \left[\left\{ \cos^2 \delta - \left(\frac{V_0}{V} \right)^2 \right\} \cos^2 Q - 2 \frac{V_0}{V} \sin \delta \cos \delta \cos Q \sin Q + (\cos^2 \delta - \cos^2 \delta \mp) \sin^2 Q \right]^{\frac{1}{2}}$$

である

==で必要な数値は

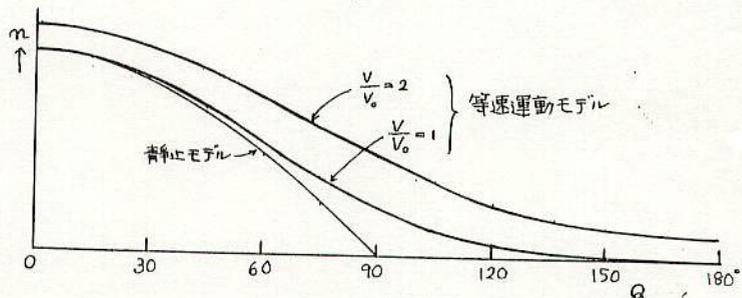
$\frac{V_0}{V} = \frac{1}{\sqrt{2 - (1/a)}}$

aは天文単位

$\tan \delta = 2 - a(1 - e^2) - \frac{1}{a}$

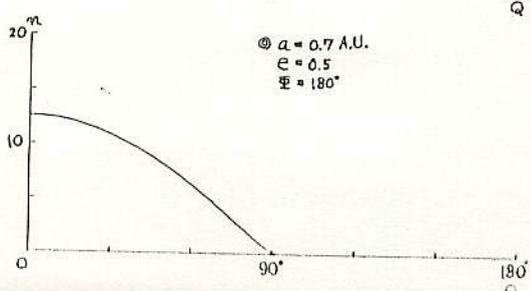
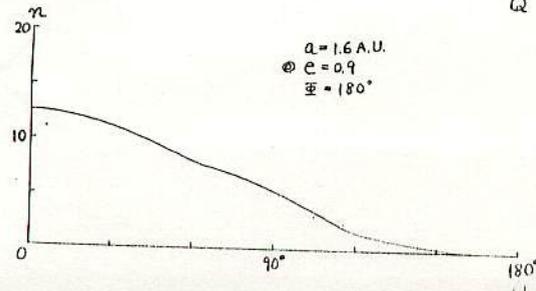
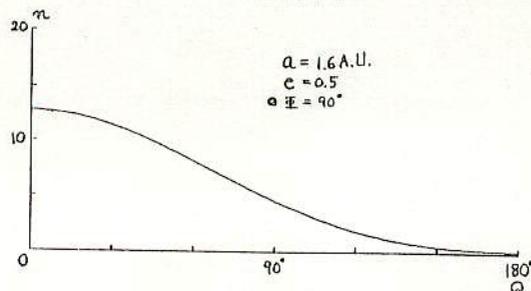
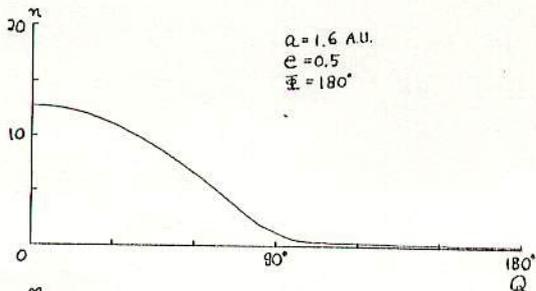
で計算できる。

↓ 静止, 等速運動モデル



一般モデル

↓



4. 観測の過程

(要約)

理大神楽 手計

○ 私たちの研究に必要な 3つの条件

1. 散在流星と明らかに区別できるくらい十分な流星数を持つこと。
 2. 流星の密度の変化がわかるくらい、多くのそして激しくは変化しない流星数が数年間^日にわたり持続すること。(毎年多く流星が流れる流星群であること。)
 3. 輻射点高度による流星数の変化が研究できるくらい、輻射点高度が大きくなること。
- 以上のことが全て満たされたことが必要である。

○ この条件をみたす流星群 (ヨーロッパの Skalnaté Pleso 観測所の場合)

	ペルセウス座流星群	双子座流星群
活動時期	7~8月	12月
天候	よい	わるい (よい時は4日くらいもない。)
活動状況 (100個見えた日数)	36晩	7晩

この観測所の場合、研究に使える流星数 33,062個のうち、ペルセウス座流星群のものが 17,229個をしめる。

ペルセウス群と双子座群が、北半球において流星数や流星密度を決定するのに適しているが、この研究は他の全ての流星群に適用できる。薄明の影響を補正することは、四分儀群の観測を発展させる。また、輻射点高度による補正は多くの観測値を均一化した。輻射点が高いときに見られるような珍しい現象の際の重要な道具になる。

次にこの観測所におけるペルセウス群の1944~1953年のデータ(1945年はのぞく)を考えてみる。17,229個の流星のうち10,359個を元データに採用した。どの観測においても雲が全天の30%以上あり、また1946年以外は月明による影響をうけた。また不慣れた観測者、およびいつも観測に参加しているわけではない者たちのデータは削除した。観測データは30分毎に444に分割した。

次に観測者一人あたり一時間あたりの補正流星数を求める式について書(

$$f_0 = 60 \cdot \gamma \cdot \sum_1^{\epsilon} N_p \cdot \left[\sum_1^{\epsilon} t_p / K_{0p} \cdot K_{1p} \right]^{-1}$$

f_0 : 補正一人時間あたり流星数 N_p : p 番目の人 ($p=1, 2, \dots, \epsilon$) が見た流星数
 t_p : p 番目の人の観測時間(分) γ : 薄明を補正する係数 (Slančáková (1975)による)
 K_0 : 雲量の補正係数 (Guth (1940)による) K_1 : 個人差の補正係数 (Štolhl (1969)による)

1946年の観測データは月明による補正を導入した。他の年の値では月により影響された観測データは、その後の研究には用いなかった。

輻射点の位置により f_0 を補正する。補正係数を $\cos^2 \delta$ (δ は天頂距離) とすると、補正值 f_2 は

$$f_2 = f_0 / \cos^2 \delta$$

ペルセウス群は比較的安定した活動を毎年繰り返す。最も大きな流星群である。しかし地球が母彗星の軌道に非常に近づくとき、流星数の曲線は最大値のちかぢで急になる。また最大値の値も年により異なる。

指数部 γ を異なる年の観測からひき出すには、毎年の流星数をほぼ同じにする必要がある。

することが

以上

4. 観測の方法. (要約)

ファクタ-問題と研究する際、そのサンプルとしての流星群には、次の条件が必要だ。

- 1) 流星数 (rate) が散在流星とは、(き) 区別できるほど、多くなければならない。
- 2) 活動が十分活発で、安定しているならばならない。その際、流星出現数の、輻射点の位置との関係が認められなければならない。
- 3) 輻射点の天頂角の範囲が、輻射点の位置による流星数の変化を十分に与え得ほど、広くなければならない。

これらの条件を満たす流星群は、Per群とαGem群が適当である。そのうち、ヨーロッパの天候の条件の、流星群の規模を考慮に入れると、Per群が最もよい。

しかし、この研究の目的は、一般にすべての流星群に適応する、天頂角と流星の出現数の関係を導びくことであることを忘れてはならない。

スカルネートホルツ天文台で広く行われていたPer群の大量のデータの中から、よいものを選び、ひとりあたりの時間単位の修正流星数 (C.H.R. < corrector hourly rate >) を求めた。その式は、

$$f_0 = 60 \tau \sum_i N_{pi} \left[\frac{\tau_i}{\tau} \frac{t_{pi}}{k_{op} \cdot k_{ip}} \right]^{-1}$$

f_0 - C.H.R.

N_{pi} - 観測者 i のある時間 τ の記録流星数。

k_{op} - 質量の係数 (Guth 1955)

t_{pi} - 正味の観測時間。

k_{ip} - 個人の係数 (Stohl 1958)

τ - ある時間内で割りあてられた観測者数

τ - 薄明の係数 (Slancikova 1953)

ここには、月の影響は、考慮しないことにする。

このようにして、得られた修正流星数の相互比較をしようとするとき、さらに輻射点の位置を天頂にもってくるように、修正しなければならない。ひとりの観測者あたりの天頂修正流星数 (f_z C.H.R.) は、次のように表わされる。

$$f_z = f_0 / \cos^2 \delta$$

Per群は、地球と母彗星の軌道が接近しているから、安定した例年みられる流星群となっているが、何年もの比較をすると、明らかに変化している。指数 γ を導くにおいて、すべての流星群を修正して、お引当にすることは、重要だ。

$\ln T_{zot} = 0$ となるのは、その方があかめる輻射点の天頂距離に対して、 x 軸上にあるからである。Fig. 4 は、 $\eta = 1.0$ と $\eta = 2.0$ の場合における輻射点の天頂距離 (z) の値に対しての $\ln T_{zot}$ をプロットしたものを示している。

図からわかるように、 $\eta = 2.0$ という値では、天頂距離が増加していくにつれて、大きくなっているが、 $\eta = 1.0$ という値では、小さくなっていく。調べられたすべての指数のうちで、 $\eta = 1.4$ が、 $\ln T_{zot} = 0$ の状態を満足するのに、最近いそのであり、そのため、なお一層の処理を用いた。 η の個々の値に対しての $\ln T_{zot}$ の値を Table. 1 に示しておく。

EARTH'S INFLUX OF DIFFERENT POPULATIONS OF SPORADIC METEORIODS FROM PHOTOGRAPHIC AND TELEVISION DATA

Zdeněk Ceplecha

Astronomical Institute, Czechoslovak Academy of Sciences, 251 65 Ondřejov Observatory, Czechoslovakia

Received 22 December 1987

ПРИТОК РАЗНЫХ ПОПУЛЯЦИЙ СПОРАДИЧЕСКИХ МЕТЕОРОИДОВ В ОБЛАСТЬ ЗЕМЛИ ПО ФОТОГРАФИЧЕСКИМ И ТЕЛЕВИЗИОННЫМ НАБЛЮДЕНИЯМ

Основу данной работы составляют точные фотографические и телевизионные данные с двух и более станций, полученные для 3624 спорадических метеороидов в пределах масс от 2×10^{-5} г до 2×10^7 г. Определяются и описываются критерии и процедуры их классификации по отдельным группам. Дан обзор известных в настоящее время 7 разных популяций спорадических метеороидов (Табл. 1). Общее число и общая масса метеороидов как функции массы даются для отдельных групп и для всех спорадических метеороидов. Абсолютная калибровка притока в область Земли была выполнена путем сравнения с результатами Halliday et al. (1984). При сравнении с визуальными данными и с данными о количестве кратеров на поверхности Луны было получено хорошее согласие лишь в узком интервале масс, соответствующем визуальным метеороидам. В экстраполированных частях визуальной и кратерной кривых притока имеется значительное несоответствие результатам данной работы. Болиты после которых падает метеороид (тип I) имеют окончательно наклон кривой кумулятивных чисел -0.69 для массы большей чем 1 кг. Окончательная шкала масс, выведенная в настоящей работе, лежит между шкалами McCrosky и Halliday. Относительная значимость разных групп метеороидов в область Земли по целому интервалу (табл. 4 и 5, рис. 3). Общий приток спорадических метеороидов в область Земли по целому интервалу 12 порядков от 2×10^7 до 2×10^{-5} г составляет 5×10^9 г в год на всю земную поверхность. Большинство этого притока приходит в виде более крупных тел. Плотности и коэффициенты абляции даются для отдельных групп метеороидов так, как они вытекают из разных абляционных моделей нескольких авторов. Подвергаются критике некоторые крайние подходы к данному вопросу.

A 発光点低い
C " 高い
C1 黄道面に集中
C2 5-9km/s ほど
持つ長周期
C3 " 短周期

Precise photographic and television double- and multi-station data on 3624 sporadic meteors in the mass range from 2×10^{-5} grams to 2×10^7 grams form the basis of this paper. The applied classification criteria and procedures are defined and described. A survey of 7 different populations of sporadic meteoroids known so far is presented (Tab. 1). The total numbers and masses of meteoroids as function of mass for individual groups and for all sporadic meteors are given. The absolute calibration of the influx to the Earth was carried out by comparison with the results of Halliday et al. (1984). The comparison with the visual and cratering data revealed good agreement in the narrow "visual" interval of masses and disagreement in the extrapolated parts of the visual and cratering flux curves. The slope of the cumulative number curve for the meteorite-dropping fireballs (type I) with masses larger than 1 kg was found as -0.69 in perfect agreement with the results of Halliday et al. (1984). The final mass scale derived in this paper is situated between the scale of McCrosky and the scale of Halliday. The relative significance of the different groups of meteoroids changes with the mass quite dramatically (Tabs 4 and 5, Fig. 3). The total influx of sporadic meteoroids in the mass interval of 12 orders from 2×10^7 to 2×10^{-5} grams resulted in 5×10^9 grams per year for the entire Earth's surface. Most of this mass comes in the form of larger meteoroids. Bulk densities and ablation coefficients for the individual meteor groups, depending on different ablation models of several authors, are presented and some extreme concepts of this problem are discussed.

5 Mt
最も重いものと
軽いものとに析出
オーダが違う

Key words: meteoroids; influx, populations, photographic data, TV - data.

1. Introduction

Thirty years ago meteoroids coming to the Earth's vicinity were assumed to be approximately of the same composition and structure: Verniani (1965, 1967) and Jacchia et al. (1965) argued in favour of all meteoroids being low density (0.2 Mg/m^3) friable bodies,

when they analyzed the data on atmospheric trajectories of meteoroids photographed by Super-Schmidt cameras. This highly simplified view originated from biased statistical handling of the data. Different meteoroid populations were first recognized independently by Jacchia (1958) and Ceplecha (1958). The difference in beginning heights of luminous trajectories of meteoroids proved to be the most important tool for recognizing different meteoroid

populations among Super-Schmidt and small-camera meteors, when and if the correct dependence on velocity was considered (Ceplecha 1967, 1968, Cook 1973). Two main discrete levels of meteor beginning heights separated by 10 km difference have been found. The lower level was denoted A, the higher was denoted C. The C-group of meteoroids was recognized to contain two populations of orbits: the one with ecliptically concentrated short-period orbits was denoted C1 and the other with random orbital inclinations of long-period orbits was denoted C2. The classical meteor showers with known parent comets are of the type C1 and C2: thus the cometary origin of meteoroids of the whole C group is evident. The meteoroid masses of the Super-Schmidt and small-camera meteors are within the interval of 5×10^{-4} g to 5×10^2 g. (McCrosky and Posen 1961).

After the photographic fireball networks yielded enough data, groups of meteoroids with widely different composition and structure were also recognized among these larger bodies up to the mass of 2×10^7 g (Ceplecha and McCrosky 1976, Ceplecha 1985, Sekanina 1983, Wetherill and ReVelle 1981 a, b). A survey of results on all the meteoroid groups revealed, and of their relations to other bodies of the solar system was given by Ceplecha (1977). Since then, the observational materials has become substantially larger, and several changes in the classification scheme of meteoroids have taken place. This paper will survey all of this.

Recently new observational material of several hundreds of double-station meteors, observed by television systems, became available. The masses of these very small meteoroids are mostly within the interval of 2×10^{-5} to 5×10^{-3} g (Hawkes et al. 1984, Jones and Sarma 1985, Jones et al. 1985, Sarma and Jones 1985). The same methods of classification of atmospheric trajectories of TV-meteors as of that of Super-Schmidt meteors revealed a new group among the C-type meteoroids. It was denoted C3 and contains bodies of the C-type atmospheric trajectory with *short-period orbits of random inclinations*. They are quite numerous and comprise more than one quarter of all observed TV meteors. After this recognition, the C3 meteoroids were also detected among the Super-Schmidt and the small-camera meteors and also marginally among the fireballs (Hawkes et al. 1984, page 61) (this paper: 6%, 9%, 4% of all meteors, respectively). The C3 meteoroids were previously assumed to be a statistical flaw in the original analysis and were partly superposed by the C1 group.

This paper contains an up-to-date survey of all

known populations of meteoroids as revealed within different observational materials. Definitions of the different groups of meteoroid populations are given for each observational material. Cumulative and incremental numbers as well as masses of meteoroids of individual groups are presented. The total meteoroid influx for the whole mass interval of 12 orders is given.

The observational material of photographic meteors and fireballs used in this paper was taken from the IAU meteor data archives (center A: B. Lindblad; Lund Observatory; center B: Z. Ceplecha, Ondřejov Observatory). Most of the data have already been published as well as data on double-station TV-meteors. The observational material consisted of 612 fireballs including 561 sporadic fireballs; of 1381 small-camera meteors including 812 sporadic meteors; of 2529 Super-Schmidt meteors including 1848 sporadic meteors; of 454 television meteors including 403 sporadic meteors. Altogether 3624 sporadic meteors were used over the whole mass interval. The masses of the individual meteoroids were obtained by integrating the whole light curve and, except for the question of changes in luminous efficiency, these masses are highly preferable over any estimates based only on one value of maximum brightness with some kind of average velocity, as is the case of interpretation of visual observations. Also radar data are severely limited in respect of determining the meteoroid mass from one value of intensity of the reflected signal not necessarily from the point of maximum ionization.

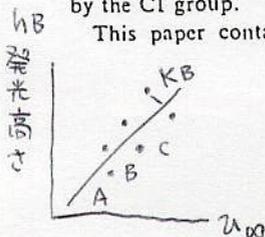
The mass scale of Halliday et al. (1984) was used and corrected for the ratio of all the meteoroids to the meteoroids of type I. Only a small correction of 0.2 in $\log m$ was found.

2. Definition of the Groups

The levels A, B, C, D are defined in the $h_B - v_\infty$ plot (h_B is the beginning height of the luminous trajectory, v_∞ the initial velocity; Ceplecha 1968). The problem of classification can be transformed to a one-dimensional parameter, K_B , by projecting the $h_B - v_\infty$ plot in the direction of the dependence of these two values. Then K_B is defined (Ceplecha 1967) as

$$(1) \quad K_B = \log \rho_B + 2.5 \log v_\infty - 0.5 \log \cos z_R,$$

where ρ_B is the air density at the beginning of the luminous trajectory expressed in g cm^{-3} , v_∞ is the initial velocity expressed in cm s^{-1} and z_R is the zenith distance of the radiant. Because of the statistical



superposition of the wings of the K_B -distribution for the individual groups, we use additional classification criteria derived from orbital data: semimajor axis, a ; perihelion distance, q ; inclination of the orbit, i . We can then define the individual groups among meteor populations:

a) *Meteors Photographed by Super-Schmidt Cameras*

"asteroidal meteors":

$$("ast"): 8.00 \leq K_B$$

- group A: $7.30 \leq K_B < 8.00$
- group B: $7.10 \leq K_B < 7.30$; $q \leq 0.30$ A.U.
- group C1: $6.60 \leq K_B < 7.10$; $a < 5$ A. U.; $i \leq 35^\circ$
- group C2: $6.60 \leq K_B < 7.10$; $a \geq 5$ A. U.
- group C3: $6.60 \leq K_B < 7.10$; $a < 5$ A. U.; $i > 35^\circ$
- group D: $K_B < 6.60$

If the meteor does not fit any of these groups, this scheme cannot be used to classify it uniquely. The C3-group meteors have randomly inclined orbits. Distinction from the C1-group meteors is possible only for $i > 35^\circ$, but for $i \leq 35^\circ$, the extrapolation of C3 numbers can be subtracted from the C1 numbers.

b) *Meteors Photographed by Small-cameras*

We can use the classification scheme of Super-Schmidt meteors with

$$K_B = K_B \text{ from equation (1) - 0.30.}$$

This accounts for the lower sensitivity of the small camera system (Ceplecha 1967).

c) *Meteors Observed by High-sensitivity TV-systems*

(Sarma and Jones 1985).

We can use the classification scheme of Super Schmidt meteors with

$$K_B = K_B \text{ from equation (1) + 0.15}$$

d) *Fireballs*

Levels I, II, IIIA and IIIB for fireballs are defined in three-dimensional $h_E - v_\infty - m_\infty$ space (h_E the height of the terminal point of the luminous trajectory). The classification can be transformed to a one-dimensional parameter, P_E , by projection in the direction of the dependence of these three values. Then, P_E is defined as

$$(2) \quad P_E = \log \rho_E - 0.42 \log m_\infty + 1.49 \log v_\infty - 1.29 \log \cos z_R,$$

where v_∞ is the initial velocity in km s^{-1} , ρ_E is the air density at the terminal point of the fireball luminous trajectory in g cm^{-3} , m_∞ is the initial meteoroid mass in grams computed from

$$(3) \quad m_\infty = 2 \int_{t_0}^{t_E} \frac{I dt}{\tau v^2} + m_E,$$

where m_E is the mass at the terminal point, I the luminosity at an arbitrary point (time t , velocity v , units: $I = 1$ for 0^m), and τ is the luminous efficiency (in c.g.s. units combined with this units of I) as a function of v (in km s^{-1}):

- $\log \tau = -12.75$ for $v < 9.33$ km/s
- $\log \tau = -15.60 + 2.92 \log v$ for $9.33 \leq v < 12.5$ km/s
- $\log \tau = -13.24 + 0.77 \log v$ for $12.5 \leq v < 17$ km/s
- $\log \tau = -12.5 + 0.17 \log v$ for $17 \leq v < 27$ km/s
- $\log \tau = -13.69 + \log v$ for $27 \leq v$ km/s.

m_E can be computed from

$$m_E = \left(\frac{1.20 \rho_E v_E^2}{(dv/dt)_E \rho_M^{2/3}} \right)^3,$$

where v_E is the velocity, $(dv/dt)_E$ the deceleration at the terminal point E , and ρ_M is the bulk density of the meteoroid.

We can then define the individual groups among the fireball populations as follows:

e) *Fireball Networks: Prairie Network Cameras, Canadian MORP Cameras, European-Network Fish-eye Cameras:*

- group I: $-4.60 < P_E$
- group II: $-5.25 < P_E \leq -4.60$
- group IIIA: $-5.70 < P_E \leq -5.25$;
- group IIIAi: $-5.70 < P_E \leq -5.25$; $a \geq 5$ A. U.
- group IIIB: $P_E \leq -5.70$

f) *All-sky Mirror Cameras of the European Network:*

We can use the classification scheme of the Fireball Networks as given in e) with

$$P_E = P_E \text{ from equation (2) + 0.15}$$

This accounts for the lower sensitivity of the all-sky mirror cameras as compared to the other fireball cameras (Ceplecha and Rajchl 1965).

Table 1

Survey of meteoroid populations among photographic and television meteors.

Observational material	Television cameras				Super-Schmidt cameras				Small cameras				Fireball Networks				Properties of the meteoroid material			
	Mass range b)				Mass range b)				Mass range b)				Mass range b)							
Group	obs.	Characteristic orbit			obs.	Characteristic orbit			obs.	Characteristic orbit			Group	obs.	Characteristic orbit			ρ_{11} g/cm ³	σ m ² /km ²	Assumed composition Parent bodies
		a	e	i		a	e	i		a	e	i			a	e	i			
"asteroidal meteors"	< 1	0.7 a)	0.39 a)	18° a)	1	2.4	0.64	15°	5	2.5	0.64	10°	I	29	2.4	0.68	6°	3.7	0.017	Ordinary chondrites Asteroids
A	27	1.6	0.55	14°	50	2.3	0.61	1°	39	2.5	0.64	4°	II	33	2.3	0.61	5°	2.0	0.041	Carbonaceous chondrites Comets, Asteroids
B	2	2.1	0.95	29°	3	2.4	0.92	5°	5	2.5	0.90	6°	-	-	-	-	-	1.0	0.08	Dense cometary material Inner part of comets; Phaeton?
C1 c)	21	1.7	0.63	16°	7	2.2	0.80	6°	11	2.5	0.60	5°	IIIA ₂)	14	2.4	0.62	4°	0.75	0.10	Regular cometary material Short period comets
C2	16	∞	0.99	ran- dom	32	∞	0.99	ran- dom	21	∞	0.99	ran- dom	IIIA ₁	11	∞	0.99	ran- dom	0.75	0.10	Regular cometary material Long period comets
C3 c)	23	1.3	0.60	ran- dom	6	1.9	0.72	ran- dom	9	2.1	0.77	ran- dom	C3 _c)	4	2.7	0.67	ran- dom	0.75	0.10	Regular cometary material Long period comets
D	3	2.6	0.66	16°	1	3.3	0.70	25°	10	3.1	0.77	10°	IIIB	9	3.0	0.70	13°	0.27	0.21	Soft cometary material Short period comets of Giacobini-Zinner type

a ... semimajor axis, e ... eccentricity, i ... inclination, ρ_{11} ... bulk density of the meteoroid, σ ... ablation coefficient,
 $\%$ obs. ... relative observed numbers

- a) only one meteor No 811104060 recognized as "asteroidal"; its elements are given.
- b) total mass range: individual groups differ due to different distribution of velocities.
- c) C3 corrected for random i (instead of $i > 35^\circ$) by adding the corresponding part of C1 (IIIA) to C3.

MS-052

g) *The A_L -Criterion for Fireball Classification*

The P_E -criterion for classifying fireballs contains the initial meteoroid mass, m_∞ , which depends on the assumption of the luminous efficiency. The alternative criterion, A_L , was proposed by Ceplecha (1980) and found statistically equivalent to the P_E -criterion. The A_L -criterion depends only on values directly accessible to photographic observations. The A_L -criterion contains the initial velocity, v_∞ , the total light radiated in the panchromatic pass-band, $\int_{t_B}^{t_E} I dt$, and the total air mass per unit cross-section, which is penetrated by the meteoroid (this is proportional to $\rho_E/\cos z_R$). The A_L -criterion is then defined as

$$(4) \quad A_L = 5 \log v_\infty + 2 \log (\rho_E/\cos z_R) - 0.83 \log (\int_{t_B}^{t_E} I dt),$$

where v_∞ is expressed in km s^{-1} , ρ_E in g cm^{-3} , I is the energy radiated in the panchromatic pass-band expressed in 0^m of A0 star and t is expressed in seconds. Then the classification scheme for fireball networks given in e) is alternatively:

- group I: $5.36 < A_L$
- group II: $4.13 < A_L \leq 5.36$
- group III A: $3.18 < A_L \leq 4.13$
- group III B: $A_L \leq 3.18$

h) *Criteria for Trajectories with High Precision Data on Velocity*

The simple one-parameter methods given in a) to g) of this chapter are suitable for all photographic and TV meteors, even for cases with rather low-precision velocity data. The distinction between the type I and type II fireballs by means of criteria a) to g) contains a rather high statistical uncertainty. On the other hand, these fireballs belong to bodies penetrating deep into the atmosphere and their long trajectories with substantial changes of the measured velocity can be used to derive the ablation coefficient directly. The best method available for well-observed fireballs is the computation of the total ablation coefficient (Pecina and Ceplecha 1983, 1984, Ceplecha 1983). The total ablation coefficient defines the classification unambiguously, if its standard deviation is better than about 10%. The average value of the total ablation coefficient of type I fireballs is $0.014 \text{ s}^2/\text{km}^2$ and the average value of it for type II fireballs in $0.042 \text{ s}^2/\text{km}^2$; the dividing value between type I and type II fireballs is $0.025 \text{ s}^2/\text{km}^2$: if the total ablation coefficient is less than this value, the fireball belongs to type I. This method of the total ablation coefficient is highly

preferable for classification purposes, but the smaller velocity change during the luminous trajectory for type III A and III B fireballs makes it only marginally applicable to classification of III A fireballs due to insufficient precision of the computed values of the ablation coefficient. The dividing value between II and III A fireballs is about $0.075 \text{ s}^2/\text{km}^2$.

i) *Multiparameter Classification*

The classification schemes given in this chapter under a) to g) are a simplified version of the actual scheme used for meteor classification in this paper. The single-parameter space used (with some additional orbital distinction) is a limitation not necessary for meteors with good data on atmospheric trajectories. The classification scheme used in this paper follows the original ideas given in detail in previous paper (Ceplecha 1968, 1980). The classification scheme uses two-dimensional space of parameters (h_B, v_∞) for the smaller bodies and three-dimensional space of parameters (h_E, m_∞, v_∞) and/or ($h_E/\cos z_R, v_\infty, \int_{t_B}^{t_E} I dt$) for fireballs. Each two-dimensional or three-dimensional box has an ascribed classification and defines uniquely the group, to which the body belongs. This more complex procedure of classification can be used only for meteors with good data on atmospheric trajectories, but these are usually also meteors with a better definition of their initial mass. Since we were interested in the distribution of bodies among different populations as it changes with meteoroid mass, we were able to classify the majority of the meteors by means of this more complex and less uncertain method than the simple one-dimensional K_B, P_E , or A_L criteria.

The classification of the majority of TV-meteors, published by Jones and Sarma (1985) and Sarma and Jones (1985), contains only the „old” A, C1 and C2 distinctions: this paper uses the complete classification scheme of this chapter for all the TV-meteors.

3. Survey of Meteoroid Populations

Table 1 contains a survey of all meteoroid populations as delineated among bodies observed by different technics. The whole range covers masses from 2×10^{-5} grams to 2×10^7 grams. Table 1 contains the percentage of bodies of the given group among all observed meteor bodies. „Characteristic” orbits are also given for each group, but these values are mostly maxima (and sometimes medians) of very broad irregular statistical distributions. It is not possible to separate these populations using only the orbital elements. The average value of the bulk

↓
S3rd

density of the bodies, ρ_M , and the average value of the ablation coefficient σ , are given for each group. They were derived by modifying the original ideas of Ceplecha and McCrosky (1976), by Ceplecha (1983) and by a new concept of ReVelle (1983). The values of the bulk densities and of the ablation coefficients, the direct identification of 3 photographic meteorite falls with group I fireballs, the detailed study of Wetherill and ReVelle (1981a) of the relations of ordinary chondrites to fireballs, the study of the same authors (1981b) of the cometary origin of some fireballs, the classification of shower meteors with known parent comets as C and III A groups, the classification of Giacobinids (γ Draconids) as D and III B groups, the spectral records containing the radiation of CN for the group II, III A and III B bodies, but not containing CN radiation for the group I fireballs, and several more reasons are incorporated in the proposed probable "composition and structure" of the groups as given in the last column of Tab. 1. Parent bodies of group I are evidently asteroids, the most important of them probably close to the 3:1 Kirkwood gap (Wetherill 1985). Parent bodies of group II and group A are perhaps partly asteroids and partly comets (Wetherill and ReVelle 1981b); comets may be their primary source. All the rest of the bodies (B, C, D, III A, III B) are clearly of cometary origin.

The characteristic orbits for the individual groups show the most systematic difference in eccentricities: ordinary chondrites and carbonaceous chondrites have the characteristic orbit with the smallest eccentricity, 0.6. The Draconid type of material has a somewhat higher eccentricity, 0.7. The regular cometary material with ecliptic concentration even higher, 0.8, followed by the dense cometary material of the B-group, 0.9, and by the cometary material with randomly inclined long-period orbits whose eccentricity approaches 1. This holds for bodies above 0.1 gram. Smaller meteoroids in groups A, C1, C3 and D have distinctly smaller eccentricities and also the semimajor axes of these small meteoroids are shorter. Meteoroids smaller than 0.1 g frequently have semimajor axes between 0.5 and 1 A.U., which is quite an exception for larger bodies.

4. Total Numbers and Masses of Meteoroids within the Individual Groups

The most striking feature in Tab. 1 is the change of the relative percentage of bodies within the individual group relatively to all meteors. This leads us

to a more detailed study of the cumulative numbers of meteoroids by means of dividing the entire mass interval into small steps of 0.1 or 0.2 in $\log m$. We can compare the four different observational materials quite easily, because the mass intervals are superposed. The faint objects in one type of material are the bright objects in the adjacent material. Because the best absolute calibration of masses and numbers is available for fireballs (Halliday et al. 1984), we started with the relative numbers of these brightest and most massive objects.

Inside observational material of fireballs, the relative numbers of meteors, comparing individual groups, are given directly by observations. We have used the cumulative numbers for each group separately. The next observational material belongs to the small-camera meteors. Again their relative numbers comparing the individual groups are given directly by observations. If we want to join the two curves of the cumulative number plots of fireballs and small-camera meteors into one curve, and doing it for each group, we have to search just for *one* constant (multiplication factor in numbers; additive constant in the logarithmic representation) which holds for *all* small-camera groups to continue smoothly the cumulative curve of each of the fireball groups. The part of the faintest detectable bodies with depletion in numbers due to the low sensitivity of the given system (observational material) is well defined by this successive "prolongation" of the cumulative number curves to the neighboring observational material with a single constant shift for all meteor groups. The same procedure was used to join the small-camera and the Super-Schmidt meteors, and finally the Super-Schmidt meteors with the TV-meteors. In all cases we were able to find one single value (± 0.1 in $\log m$) of the relative shift between neighbouring observational materials holding for all groups. Thus the cumulative number curves were constructed over the whole and rather large mass interval for all groups.

The absolute calibration was taken from the work of Halliday et al. (1984). First, we independently found the same slope of the cumulative number curve for type I fireballs as they did for meteorite-dropping fireballs (identical in two digits: -0.69). Our difference in absolute terms corrected the final mass scale according to the mass scale of Halliday et al. (1984) by increasing it by a small value of 0.2 in \log mass, and this also corrected the absolute number of meteoroids by 0.1 in \log of numbers. This actually resulted from comparing the numbers of all fireball bodies with the number of type I fireballs, and from putting our cumulative number curve for type I

fireballs identical with the same curve of Halliday et al. (1984) for meteorite-dropping fireballs: $\log(n_{211}/n_f) = 0.64$ is our result within the mass interval of comparison with Halliday's cumulative numbers. Except for this small correction of mass and except for the possibility of absolute calibration

Table 2
Cumulative numbers.
Logarithms of meteoroid numbers for the whole Earth's surface per year are given.

larger mass than m log m (log g)	I "ast"	II A	B	IIIA C1	IIIAI C2	C3	D	All meteoroids
6.8	(1.39)	2.71						
6.6	(2.03)	2.81						
6.4	2.17	2.92		(1.58)			2.43	3.14
6.2	2.31	3.02		(1.74)			2.51	3.24
6.0	2.45	3.12		(1.89)			2.60	3.34
5.8	2.59	3.23		(2.05)			2.68	3.44
5.6	2.73	3.33		(2.20)			2.76	3.55
5.4	2.87	3.44		(2.36)			2.84	3.65
5.2	3.01	3.55		(2.51)			2.92	3.76
5.0	3.15	3.65		2.66			3.00	3.87
4.8	3.29	3.75		2.82			3.08	3.98
4.6	3.42	3.86		2.97			3.16	4.09
4.4	3.56	3.96		3.12	2.77		3.24	4.20
4.2	3.69	4.07		3.27	2.85		3.32	4.32
4.0	3.82	4.17		3.43	2.94		3.40	4.43
3.8	3.95	4.28		3.58	3.02	2.55	3.48	4.55
3.6	4.08	4.38		3.73	3.10	2.71	3.56	4.66
3.4	4.20	4.49		3.89	3.19	2.88	3.64	4.78
3.2	4.31	4.59		4.04	3.27	3.04	3.72	4.89
3.0	4.43	4.70		4.19	3.35	3.20	3.81	5.01
2.8	4.54	4.80		4.34	3.43	3.35	3.90	5.12
2.6	4.66	4.91		4.50	3.52	3.52	4.00	5.24
2.4	4.77	5.01		4.65	3.61	3.68	4.10	5.35
2.2	4.88	5.12		4.80	3.73	3.84	4.22	5.45
2.0	4.99	5.23		4.95	3.89	4.00	4.34	5.60
1.8	5.11	5.33		5.09	4.08	4.16	4.47	5.72
1.6	5.22	5.44		5.24	4.30	4.32	4.61	5.84
1.4	5.33	5.54	3.95	5.37	4.55	4.48	4.76	5.96
1.2	5.44	5.65	4.15	5.50	4.82	4.64	4.91	6.09
1.0	5.56	5.75	4.36	5.62	5.11	4.80	5.06	6.22
0.8	5.67	5.87	4.57	5.73	5.39	4.97	5.21	6.36
0.6	5.78	6.02	4.78	5.82	5.67	5.13	5.35	6.51
0.4	5.90	6.22	4.99	5.91	5.94	5.29	5.50	6.67
0.2	6.01	6.46	5.20	6.03	6.17	5.45	5.66	6.87
0.0	6.12	6.76	5.41	6.17	6.40	5.61	5.82	7.09
-0.2	6.24	7.12	5.62	6.32	6.61	5.77	5.99	7.36
-0.4	6.35	7.53	5.83	6.49	6.80	5.93	6.17	7.69
-0.6	6.47	7.95	6.04	6.66	6.98	6.10	6.35	8.04
-0.8	6.58	8.21	6.25	6.85	7.15	6.29	6.54	8.29
-1.0	6.70	8.38	6.46	7.03	7.32	6.47	6.73	8.45
-1.2	6.81	8.49	6.66	7.22	7.48	6.67	6.93	8.58
-1.4	6.90	8.58	6.87	7.42	7.64	6.86	7.13	8.69
-1.6	6.97	8.64	7.07	7.62	7.80	7.05	7.33	8.78
-1.8	7.04	8.70	7.24	7.83	7.94	7.25	7.52	8.87
-2.0	7.11	8.76	7.39	8.05	8.08	7.44	7.72	8.96
-2.2	7.18	8.81	7.52	8.29	8.20	7.63	7.92	9.07
-2.4	7.25	8.87	7.64	8.53	8.31	7.83	8.07	9.19
-2.6	7.33	8.92	7.75	8.80	8.41	8.02	8.17	9.31
-2.8	7.40	8.98	7.85	9.03	8.52	8.21	8.25	9.45
-3.0	7.48	9.04	7.95	9.17	8.61	8.41	8.32	9.55
-3.2	7.55	9.10	8.05	9.25	8.71	8.60	8.37	9.64
-3.4		9.16	8.15	9.30	8.81	8.79	8.41	9.71
-3.6		9.22	8.25	9.33	8.90	8.98	8.45	9.78
-3.8		9.28	8.35	9.35	8.99	9.17	8.48	9.85
-4.0		9.33	8.45	9.37	9.07	9.36		9.93
-4.2		9.39	(8.55)	(9.38)	9.15	9.55		10.02
-4.4		9.45	(8.65)	(9.40)	9.22	9.73		10.12
-4.6		9.51	(8.75)	(9.41)	9.30	9.91		10.23

of all our meteoroid groups, the above procedure also provided a perfect check of validity expressed in the consistency of our results, based on more extensive observational material, with the independent results of Halliday et al. (1984). The mass scale of McCrosky, defined in chapter 2 section d) and used in all papers on PN and EN fireballs, is by 0.3 in log m above our final mass scale. Thus our final mass

MSS-052

scale used in this paper can be related to the two mentioned mass scales by

$$\log m \text{ (this paper)} = \log m \text{ (Halliday)} + 0.2 = \log m \text{ (McCrosky)} - 0.3$$

The mass scale of this paper defines masses, which should be close to real masses. It contains the calibration with respect to the dynamic mass scale (well defined near the terminal point of the luminous trajectory of big meteoroids), verified by the actual

Table 3

Incremental numbers and masses.

Logarithms of numbers, log N, and logarithms of total masses, log(Nm), inside each mass interval of 0.2 in log m are given. Units: m in grams, K ... numbers of meteoroids for the entire Earth's surface per year.

mass interval log m from to	I "out"		II A		B		IIIA C1		IIIA C2		C3		IIIB D		All meteoroids	
	log N	log Nm	log N	log Nm	log N	log Nm	log N	log Nm	log N	log Nm	log N	log Nm	log N	log Nm	log N	log Nm
6.8 6.6	1.47	8.17	2.14	8.24											2.22	8.52
6.6 6.4	1.51	8.11	2.24	8.74											2.33	8.23
6.4 6.2	1.75	8.05	2.35	8.55			1.22	7.52					1.75	8.06	2.55	8.25
6.2 6.0	1.69	7.99	2.45	8.55			1.37	7.47					1.84	7.94	2.65	8.76
6.0 5.8	2.03	7.93	2.56	8.46			1.53	7.43					1.91	7.81	2.77	8.67
5.8 5.6	2.17	7.87	2.67	8.37			1.68	7.38					1.99	7.69	2.88	8.58
5.6 5.4	2.32	7.82	2.77	8.27			1.83	7.33					2.07	7.57	2.99	8.49
5.4 5.2	2.45	7.76	2.85	8.18			1.98	7.28					2.15	7.45	3.11	8.41
5.2 5.0	2.59	7.70	2.98	8.08			2.14	7.24					2.23	7.33	3.22	8.32
5.0 4.8	2.72	7.62	3.06	7.98			2.29	7.19					2.30	7.20	3.33	8.23
4.8 4.6	2.84	7.54	3.19	7.89			2.44	7.14					2.39	7.08	3.44	8.14
4.6 4.4	2.99	7.49	3.29	7.79			2.59	7.09					2.47	6.97	3.56	8.06
4.4 4.2	3.12	7.42	3.40	7.70			2.75	7.05	2.03	6.39			2.54	6.84	3.69	7.99
4.2 4.0	3.24	7.34	3.50	7.60			2.90	7.00	3.18	6.28			2.62	6.72	3.80	7.90
4.0 3.8	3.36	7.26	3.61	7.51			3.05	6.95	3.25	6.16			2.70	6.60	3.91	7.81
3.8 3.6	3.47	7.17	3.71	7.41			3.20	6.90	3.34	6.04	2.21	5.91	2.78	6.46	4.03	7.73
3.6 3.4	3.58	7.08	3.82	7.32			3.35	6.85	3.43	5.93	2.37	5.87	2.87	6.37	4.14	7.64
3.4 3.2	3.69	6.99	3.92	7.22			3.51	6.81	3.51	5.81	2.53	5.83	2.96	6.25	4.26	7.56
3.2 3.0	3.80	6.90	4.03	7.13			3.66	6.76	3.59	5.69	2.69	5.79	3.05	6.16	4.37	7.47
3.0 2.8	3.91	6.81	4.14	7.04			3.81	6.71	3.67	5.57	2.85	5.75	3.18	6.08	4.48	7.39
2.8 2.6	4.02	6.72	4.24	6.94			3.97	6.66	3.75	5.46	3.01	5.71	3.30	6.00	4.61	7.31
2.6 2.4	4.13	6.63	4.35	6.85			4.12	6.61	3.89	5.39	3.17	5.67	3.44	5.94	4.73	7.23
2.4 2.2	4.24	6.54	4.45	6.76			4.27	6.56	3.97	5.28	3.33	5.63	3.58	5.80	4.86	7.16
2.2 2.0	4.35	6.45	4.56	6.66			4.41	6.51	4.07	5.17	3.49	5.59	3.73	5.63	4.98	7.08
2.0 1.8	4.46	6.36	4.67	6.57			4.55	6.46	4.16	5.06	3.65	5.55	3.89	5.59	5.11	7.01
1.8 1.6	4.58	6.28	4.77	6.47			4.69	6.41	4.25	4.95	3.81	5.51	4.05	5.55	5.23	6.93
1.6 1.4	4.69	6.19	4.88	6.38			4.83	6.36	4.34	4.84	3.97	5.47	4.21	5.51	5.36	6.86
1.4 1.2	4.80	6.10	4.98	6.28	3.72	5.02	4.98	6.31	4.43	4.73	4.13	5.43	4.37	5.47	5.50	6.80
1.2 1.0	4.92	6.02	5.08	6.18	3.84	5.04	5.13	6.26	4.52	4.62	4.29	5.39	4.53	5.43	5.63	6.73
1.0 0.8	5.03	5.93	5.24	6.14	4.15	5.05	5.28	6.19	4.61	4.51	4.46	5.36	4.67	5.37	5.78	6.68
0.8 0.6	5.14	5.84	5.49	6.19	4.36	5.06	5.43	6.14	4.70	4.40	4.62	5.32	4.81	5.31	5.97	6.67
0.6 0.4	5.26	5.76	5.72	6.28	4.57	5.07	5.59	6.09	4.79	4.29	4.78	5.28	4.97	5.27	6.18	6.68
0.4 0.2	5.37	5.67	5.99	6.39	4.78	5.08	5.75	6.04	4.88	4.18	4.94	5.24	5.14	5.24	6.42	6.72
0.2 0.0	5.49	5.59	6.25	6.55	4.99	5.09	5.91	6.01	4.97	4.07	5.10	5.20	5.31	5.11	6.70	6.80
0.0 -0.2	5.60	5.50	6.51	6.77	5.20	5.10	6.04	5.96	5.06	3.96	5.26	5.16	5.50	5.00	7.03	6.93
-0.2 -0.4	5.72	5.42	6.73	7.02	5.41	5.11	6.17	5.91	5.15	3.85	5.12	5.12	5.69	4.99	7.41	7.11
-0.4 -0.6	5.84	5.34	6.94	7.24	5.62	5.12	6.29	5.82	5.24	3.74	5.01	5.12	5.89	4.99	7.79	7.29
-0.6 -0.8	5.95	5.25	7.15	7.46	5.83	5.13	6.41	5.73	5.33	3.63	4.92	5.12	6.09	4.99	7.92	7.22
-0.8 -1.0	6.06	5.15	7.36	7.68	6.04	5.14	6.53	5.64	5.42	3.52	4.81	5.12	6.29	4.99	7.95	7.06
-1.0 -1.2	6.17	5.05	7.57	7.89	6.24	5.15	6.65	5.55	5.51	3.41	4.70	5.12	6.49	4.99	7.99	6.89
-1.2 -1.4	6.28	4.95	7.78	8.10	6.45	5.16	6.77	5.46	5.60	3.30	4.59	5.11	6.69	4.99	8.01	6.71
-1.4 -1.6	6.39	4.84	7.99	8.31	6.64	5.17	6.89	5.37	5.69	3.19	4.48	5.11	6.89	4.99	8.05	6.55
-1.6 -1.8	6.50	4.73	8.20	8.52	6.85	5.18	7.01	5.28	5.78	3.08	4.37	5.10	7.09	4.99	8.15	6.45
-1.8 -2.0	6.61	4.62	8.41	8.73	7.06	5.19	7.13	5.19	5.87	2.97	4.26	5.10	7.29	4.99	8.26	6.36
-2.0 -2.2	6.72	4.51	8.62	8.94	7.27	5.20	7.25	5.10	5.96	2.86	4.15	5.09	7.48	4.99	8.41	6.31
-2.2 -2.4	6.83	4.40	8.83	9.15	7.48	5.21	7.37	5.01	6.05	2.75	4.04	5.08	7.53	4.99	8.56	6.26
-2.4 -2.6	6.94	4.29	9.04	9.36	7.69	5.22	7.49	4.92	6.14	2.64	3.93	5.07	7.50	4.99	8.72	6.22
-2.6 -2.8	7.05	4.18	9.25	9.57	7.90	5.23	7.61	4.83	6.23	2.53	3.82	5.07	7.42	4.99	8.88	6.16
-2.8 -3.0	7.16	4.07	9.46	9.78	8.11	5.24	7.73	4.74	6.32	2.42	3.71	5.06	7.45	4.99	9.05	6.12
-3.0 -3.2	7.27	3.96	9.67	9.99	8.32	5.25	7.85	4.65	6.41	2.31	3.60	5.06	7.42	4.99	9.23	6.07
-3.2 -3.4	7.38	3.85	9.88	10.20	8.53	5.26	7.97	4.56	6.50	2.20	3.49	5.05	7.40	4.99	9.40	6.00
-3.4 -3.6	7.49	3.74	10.09	10.41	8.74	5.27	8.09	4.47	6.59	2.09	3.38	5.05	7.33	4.99	9.56	5.95
-3.6 -3.8	7.60	3.63	10.30	10.62	8.95	5.28	8.21	4.38	6.68	1.98	3.27	5.04	7.33	4.99	9.73	5.90
-3.8 -4.0	7.71	3.52	10.51	10.83	9.16	5.29	8.33	4.29	6.77	1.87	3.16	5.04	7.33	4.99	9.90	5.85
-4.0 -4.2	7.82	3.41	10.72	11.04	9.37	5.30	8.45	4.20	6.86	1.76	3.05	5.03	7.33	4.99	10.07	5.80
-4.2 -4.4	7.93	3.30	10.93	11.25	9.58	5.31	8.57	4.11	6.95	1.65	2.94	5.03	7.33	4.99	10.24	5.75
-4.4 -4.6	8.04	3.19	11.14	11.46	9.79	5.32	8.69	4.02	7.04	1.54	2.83	5.03	7.33	4.99	10.41	5.70

masses of Lost City and Innisfree, and it depends on artificial meteor experiments by Ayers et al. (1970).

The results of all these computations are given in Tab. 2. The mass intervals are 0.2 in log m from

6.8 to -4.6 (in log g). For each group separately, Tab. 2 contains logarithms of the cumulative numbers already calibrated to the whole Earth's surface per one year. In the last column, the logarithms of cumula-

tive numbers are given for all sporadic meteoroids, as they resulted from summing up the numbers of meteoroids of all groups within each mass interval.

Table 3 contains the incremental numbers, as they resulted from Tab. 2. For each 0.2 log m interval, Table 3 contains logarithms of the numbers and logarithms of masses within each of the 0.2-wide log-mass interval, for each group of meteors separately. The last column gives the same for all meteors as it resulted from summing up the incremental numbers and masses of all the meteor groups.

The results of Tab. 3 for "all meteors" are compared in Fig. 1 with the "visual data" published by Hughes (1978, p. 155) (denoted c) and d) in Fig. 1). The absolute values in the typically visual interval from 0.1 to 10 g agree almost perfectly, but the incremental masses in the other intervals ($\log M < -1$, and $\log M > 1$)

differ by orders of magnitude. This only emphasizes danger of any extrapolation of cumulative numbers beyond the region of actual full-sensitivity of a receptor. It is interesting that the incremental mass has the absolute maximum at the largest mass boundary of our observational material and a local maximum just at the "visual" meteors (they are close to the "Super-Schmidt" meteors). The local maximum at $\log m = -0.5$ (in grams) is mostly caused by the A-group bodies. They comprise half of all the meteors in the whole "Super-Schmidt" region and almost 90% of all meteors at $\log m = -0.5$. Details will be discussed in the next chapter.

The discrepancy between the "visual" and the "photographic and TV" data could be in the definition of the mass scale. Certainly the "visual" mass scale contains meteoroids of the same brightness un-

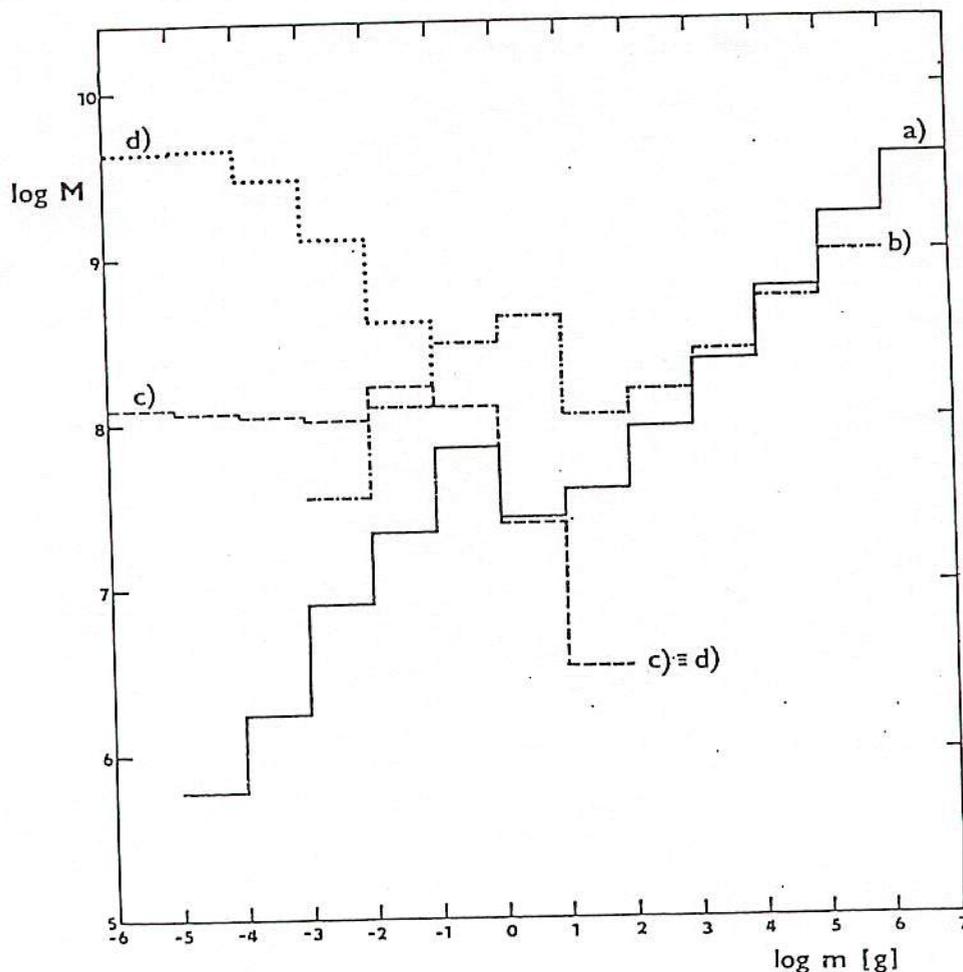


Fig. 1. Incremental masses M in intervals of $\Delta \log m = 1$. M is in grams per year for the entire Earth's surface. a) the results of this paper, b) the results of this paper with the luminous efficiency variable with mass according to Eq. (5), c) and d) the results from visual observations (Hughes 1978).

resolved, but with the mass ratios up to 200, which causes incorrect slopes of cumulative curves (they are steeper than the cumulative curves with resolution of the mass-velocity dependence). But on the other hand, the luminous efficiencies applied to detailed velocity and brightness data of the photographic and TV meteors, may be only rough values and also mass dependent (the velocity dependence was taken into account for each meteor separately in integrating the light curves according to Eq. (2)).

As an extreme (and very improbable) assumption of the mass dependence of the luminous efficiency we took the expression

$$(5) \quad \log \tau_0 = 0.2 \log m - 18.70$$

(in the system of cgs units combined with $I = 1$ for 0 stellar magnitude), where $\tau = \tau_0 v$ is the luminous efficiency. This assumption actually means a 10 times smaller luminous efficiency for $\log m = -3$ than for $\log m = 2$, which is highly improbable. At $\log m = 3.5$ both luminous efficiencies (the above equation and the average efficiency corresponding to the final

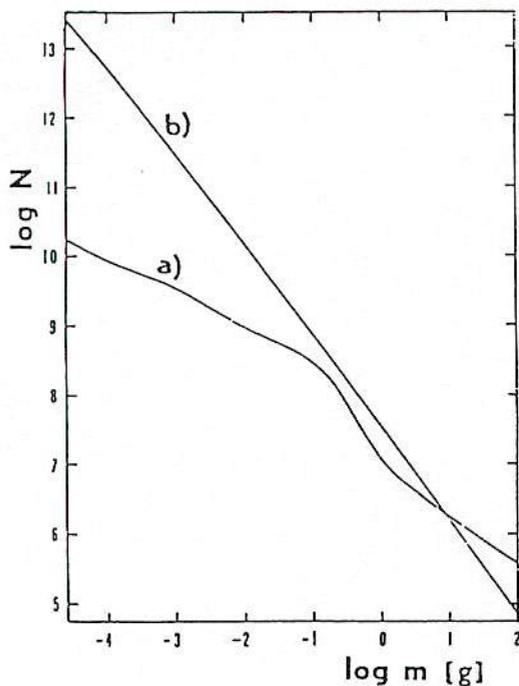


Fig. 2. Cumulative numbers N of meteoroids of mass greater than m (in grams). N is given for the entire Earth's surface per year. a) the results of this paper, b) the flux model of Grün et al. (1985). The a) curve is extremely well defined for meteoroids with $\log m$ greater than -3 . The discrepancy of a) and b) at $\log m = -3$ is almost 2 orders of magnitude

mass scale used in this paper) are identical. In Fig. 1 the incremental mass curve denoted b) corresponds to this extreme crude assumption. The absolute maximum at the most massive bodies remains. The local maximum is shifted to larger masses and the discrepancy with the visual interval is evident. On the other hand, the bodies with $\log m = -1$ to $\log m = -3$ are closer to the extrapolated visual values c).

The results of Tab. 2 are compared in Fig. 2 with the model of meteoroid fluxes given by Grün et al. (1985), based on lunar microcratering and Whipple's (1967) interpretation of meteor statistics within the mass interval of 10^{-4} to 10^2 grams. The same order of discrepancy as with Hughes' values was found. The average slope is identical between $\log m = 0.7$ and $\log m = -1.3$, which is a typical interval for visual meteor observations (and close to Super-Schmidt sensitivity interval), and on which the slope given by Whipple (1967) mostly depends.

The dimension of a crater, when related to the mass of its projectile, has a similar large spread due to the velocity of the projectile as in the case of the "maximum brightness of a visual meteor". Again more populated ranges of smaller projectiles of high velocity are added to the ranges of a few larger projectiles of low velocity at the same dimension of their craters, unresolved. This makes the cumulative slope seemingly steeper.

The curve of incremental mass, resulting from all available photographic and TV-data and denoted a) in Fig. 1, is distinctly preferable to all "visual", "visual-extrapolated" and "cratering-extrapolated" data with the following precautions: The extreme wings below $\log m = -3$ and above $\log m = 5$ are close to the boundaries of the sensitivity of all the used systems and may contain less bodies than in reality. Within the interval from $\log m = 5$ to $\log m = -3$ the incremental masses can differ from reality maximally by ± 0.3 in $\log m$, but the relative change from one interval to the next has a precision better than ± 0.1 in $\log m$.

The method of dividing the meteors into groups, treating the groups separately and summing the meteoroid numbers of all groups in the final step, gives better results than if the whole observational material were treated as one statistical body without classification. We feel that group A is still a composite (Hawkes et al. 1984) and future, improved classification systems may treat this group as several groups. The results would then be refined, but we do not expect this refinement to bring larger changes to our present results.

Table 4

Relative percent cumulative numbers of meteoroids of individual groups.

All meteoroids of the group larger than mass m ;
 m in grams.

$\log m$ ($\log g$)	I "Ast"	II A	B	IIIA C1	IIIA1 C2	C3	IIIB D
6.8	(13)	(87)	-	-	-	-	-
6.6	(14)	(86)	-	-	-	-	-
6.4	11	65	-	(3)	-	-	21
6.2	13	64	-	(3)	-	-	20
6.0	14	63	-	(4)	-	-	19
5.8	15	63	-	(4)	-	-	18
5.6	16	63	-	(4)	-	-	17
5.4	17	62	-	(5)	-	-	16
5.2	18	62	-	(5)	-	-	15
5.0	19	61	-	6	-	-	14
4.8	20	60	-	7	-	-	13
4.6	21	59	-	8	-	-	12
4.4	22	57	-	8	3	-	10
4.2	23	55	-	9	3	-	10
4.0	24	54	-	10	3	-	9
3.8	25	53	-	11	3	-	8
3.6	26	51	-	12	3	-	8
3.4	26	50	-	13	3	1	7
3.2	26	50	-	14	2	1	7
3.0	26	49	-	15	2	2	6
2.8	26	48	-	16	2	2	6
2.6	26	46	-	18	2	2	6
2.4	26	45	-	19	2	2	6
2.2	25	44	-	21	2	2	6
2.0	25	43	-	22	2	2	6
1.8	25	41	-	23	2	3	6
1.6	24	39	-	25	3	3	6
1.4	23	35	1	25	4	3	6
1.2	22	35	1	25	5	4	7
1.0	21	34	1	25	8	4	7
0.8	20	32	2	24	11	4	7
0.6	19	33	2	20	15	4	7
0.4	17	35	2	17	18	4	7
0.2	14	39	2	15	20	4	6
0.0	11	47	2	12	20	3	5
-0.2	7	57	2	9	18	3	4
-0.4	5	70	1	6	13	2	3
-0.6	3	80	1	4	9	1	2
-0.8	2	83	1	4	7	1	2
-1.0	2	83	1	4	7	1	2
-1.2	2	62	1	4	8	1	2
-1.4	2	78	2	5	9	1	3
-1.6	1	73	2	7	11	2	4
-1.8	1	62	2	9	12	3	5
-2.0	1	62	3	12	13	3	6
-2.2	1	55	3	17	13	4	7
-2.4	1	48	3	23	13	4	8
-2.6	1	41	3	31	12	5	7
-2.8	1	34	3	38	12	6	6
-3.0	1	30	3	41	12	7	6
-3.2	(1)	29	3	41	12	9	5
-3.4	(1)	28	3	39	13	12	5
-3.6	(1)	27	3	35	13	16	5
-3.8	(1)	27	3	31	14	21	(4)
-4.0	(<1)	25	3	27	14	27	(4)
-4.2	(<1)	23	3	23	14	34	(3)
-4.4	(<1)	22	3	19	13	41	(2)
-4.6	(<1)	19	3	15	12	49	(2)

5. Changes of Significance of Meteoroid Groups with Mass

The change of importance of the individual groups with the mass of meteoroid is strongly impressing and there is no way of dealing with the entire meteoroid complex in the whole mass interval of Tab. 1 as with one statistical body. The detailed quantification in the

preceding chapter is represented in Tabs 4 and 5 in percent numbers of meteoroids in the $0.2 - \log m$ intervals. Tab. 4 contains the cumulative numbers and Tab. 5 the incremental numbers. The following results of relative changes of population of the individual groups with the meteoroid masses can be specified by using the incremental numbers.

The short-period randomly inclined orbits of the C3

Table 5

Relative percent incremental numbers of meteoroids of individual groups.
Meteoroids of the group inside the given mass interval of 0.2 in log m;
m in grams.

log m (log g) from to	I "Ant"	iI A	B	IIIA C1	IIIAi C2	C3	IIIB D
6.8 6.6	(18)	(52)	-	-	-	-	-
6.6 6.4	(19)	(61)	-	-	-	-	-
6.4 6.2	16	64	-	(4)	-	-	16
6.2 6.0	17	63	-	(5)	-	-	15
6.0 5.8	18	62	-	(6)	-	-	14
5.8 5.6	20	61	-	(6)	-	-	13
5.6 5.4	21	60	-	(7)	-	-	12
5.4 5.2	22	59	-	(8)	-	-	11
5.2 5.0	24	58	-	8	-	-	10
5.0 4.8	25	57	-	9	-	-	9
4.8 4.6	25	56	-	10	-	-	9
4.6 4.4	27	54	-	11	-	-	8
4.4 4.2	27	52	-	12	-	-	7
4.2 4.0	26	50	-	13	2	-	7
4.0 3.8	28	50	-	14	2	-	6
3.8 3.6	26	48	-	15	2	1	6
3.6 3.4	27	47	-	17	2	2	5
3.4 3.2	27	45	-	18	2	2	5
3.2 3.0	27	45	-	19	2	2	5
3.0 2.8	26	44	-	21	2	2	5
2.8 2.6	26	43	-	23	1	2	5
2.6 2.4	25	42	-	24	1	3	5
2.4 2.2	24	40	-	26	2	3	5
2.2 2.0	24	38	-	27	2	3	6
2.0 1.8	23	37	-	28	3	3	6
1.8 1.6	22	35	-	28	5	3	6
1.6 1.4	21	33	-	28	7	4	7
1.4 1.2	20	31	2	26	10	4	7
1.2 1.0	19	28	2	23	15	5	8
1.0 0.8	17	29	2	19	20	5	8
0.8 0.6	15	34	2	13	24	5	7
0.6 0.4	12	40	2	11	25	4	6
0.4 0.2	9	47	2	10	24	3	5
0.2 0.0	6	57	2	8	20	3	4
0.0 -0.2	4	70	1	6	14	2	3
-0.2 -0.4	2	81	1	4	9	1	2
-0.4 -0.6	1	89	1	2	5	1	1
-0.6 -0.8	1	87	1	3	6	1	1
-0.8 -1.0	1	83	1	4	8	1	2
-1.0 -1.2	1	75	2	6	10	2	3
-1.2 -1.4	1	66	3	9	13	3	5
-1.4 -1.6	1	54	4	14	16	4	7
-1.6 -1.8	1	45	4	18	18	5	9
-1.8 -2.0	1	37	4	25	17	5	11
-2.0 -2.2	1	30	3	33	15	6	12
-2.2 -2.4	1	24	3	43	13	7	9
-2.4 -2.6	1	20	2	53	11	7	5
-2.6 -2.8	1	15	2	60	9	8	4
-2.8 -3.0	1	18	2	53	10	12	4
-3.0 -3.2	1	21	3	39	14	19	3
-3.2 -3.4	-	23	4	27	16	27	3
-3.4 -3.6	-	23	4	17	17	37	2
-3.6 -3.8	-	21	4	10	16	47	2
-3.8 -4.0	-	19	4	6	14	57	-
-4.0 -4.2	-	16	(4)	(4)	12	64	-
-4.2 -4.4	-	14	(3)	(3)	10	70	-
-4.4 -4.6	-	11	(3)	(2)	8	76	-

group are virtually absent among meteoroids larger than a few hundred grams. At 10 g they reach 5% of all bodies and again became relatively insignificant (due to the overwhelming position of the A-meteors over the other groups) from 1 to 0.1 gram. They then steadily and rapidly increase up to 76% at the end of our mass interval at 2×10^{-5} g. If we compare the C3-group with the C1-group of short-period ecliptically concentrated orbits, we see that the number of C1-meteors

is larger by one order than that of the C3-meteors for masses larger than 100 grams. The C3-bodies reach the same number as the C1-bodies at 5×10^{-4} grams, where both the C1- and the C3-meteors already outnumber all the other groups. The C1-group becomes quite insignificant for masses smaller than 10^{-4} grams.

The C1 and IIIA-group alone reaches the first maximum of relative numbers up to 28% between

400 g and 10 g and the second maximum up to 60% at 2×10^{-3} g. Its significance then rapidly decreases to a few percent at 10^{-4} g.

The C2 and III Ai-group with the long-period randomly inclined orbits is negligible for bodies larger than 100 g. It reaches its maximum of 25% between 10 grams and 1 gram; for smaller masses it mostly remains between 10% and 20%. The minimum at 0.3 grams is caused by the maximum of the relative importance of the A-group.

The source of the C2 and C3 bodies seems to be the same: long-period comets. Thus the short-period orbits of the C3-bodies may originate due to higher ejection velocities from the parent comets. The ejection velocity is an function of meteoroid mass and the change of the regime of transit from long-period to short-period orbit may take place within a relatively small mass interval. If the C2 and C3-meteoroids are of the same origin in long-period comets, the ejection velocity for masses larger than 0.01 g is then small enough to change only an insignificant number of orbits to short-period orbits and, on the contrary, the ejection

velocity for bodies smaller than 0.001 g is large enough to change most of the original orbits to short periods. At the meteoroid mass the of 2×10^{-3} g, the relative number of the C2 and the C3-bodies is identical.

The steadiest population of meteoroids belongs to the A and II group. Within the mass range of 2×10^7 to 5×10^{-3} g, it never sinks below one quarter of all the observed meteoroids. At the mass of 0.3 g, the relative number of meteoroids of the A and II population reaches the maximum of 89% of all meteoroids: The steady importance of this meteoroid system may be due to two different sources of its bodies, which we suspect to be carbonaceous bodies: comets and asteroids. Larger meteoroids of the A and II group may be mostly derived from asteroids, while the smaller meteoroids of the same group may mostly come from comets.

On the contrary, group I and the group of "asteroidal" meteors display a steady increase of relative meteoroid numbers from small to large bodies. Below 1 g these bodies are virtually absent but, in contrast, they comprise 28% of all fireballs at 10 kg.

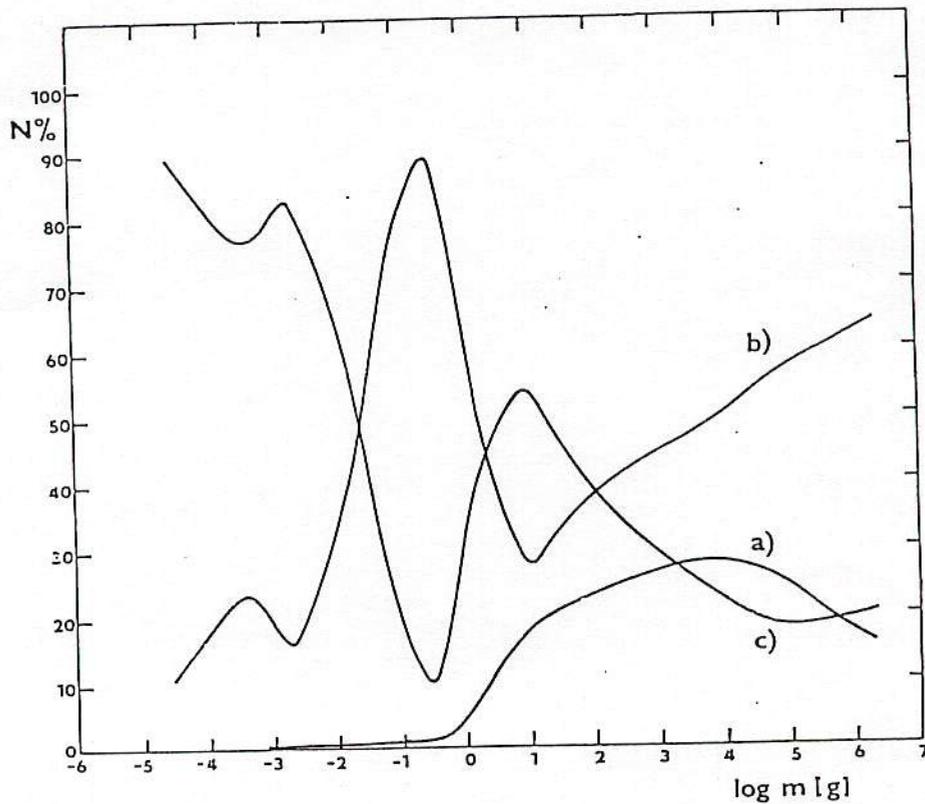


Fig. 3. Relative percentage of incremental numbers ($N\%$) of three types of meteor bodies as a function of the meteoroid mass: a) stony material, b) A-group material (carbonaceous bodies), c) cometary material.

Between 10 g and 1000 kg this system of group I bodies has a steady contribution of 20% to 30% of all the bodies.

The B group seems to be generally a weak population, not exceeding 4% in incremental numbers at any mass. Orbits of the B-group bodies always have a small perihelion distance of less than 0.3 A. U. This paper deals with sporadic meteors, but it is worthwhile to remind the reader that Geminids are typical members of the B-group.

Surprisingly, the D and III B group is quite strong up to 16% for the largest bodies of more than 100 kg. This group still has mostly more than 5% of its bodies in the huge interval of 100 kg to 1 g. This system becomes insignificant for bodies smaller than 0.001 g. The maximum of 12% at 0.01 g may be only seeming due to the overwhelming importance of the A-group at 0.3 g, where the D-group sinks to 1% of all meteoroids (practically 1% of the A-group at 0.3 g).

The large density changes inside a cometary body (Donn 1988) may form potential meteoroids of quite diverse densities, but with a generally similar chemical composition. Meteoroids of the B, C and D groups manifest this feature quite well.

Figure 3 represents the percentage change of three types of meteor bodies expressed in incremental numbers: a) stony material, b) A-group material (carbonaceous bodies), c) cometary material. It suggests that most internal discrepancies in the results of studying meteors by objective optical means in the past, originated from the very fact that we first learned about meteoroids from the mass interval of the complicated interlaced systems of meteor bodies.

The total influx of all sporadic meteoroids of 5×10^9 grams per year for the entire Earth's surface resulted within the mass interval of 12 orders from 2×10^7 grams to 2×10^{-5} grams. Most of this mass comes in the form of bigger meteoroids.

6. Densities and Ablation Coefficients of the Individual Groups

The average bulk densities of meteoroids and the average ablation coefficients given in Tab. 1 are values derived on several theoretical assumptions. They are calibrated using these values derived for all the 3 meteorite falls, which belong to the photographic fireballs of group I: Přeborn, Lost City and Innisfree. But the values of bulk densities and ablation coefficients deduced by different authors from widely different theoretical concepts, agree rather well (Ceplecha 1986). The average values given in

Table 6

Interval of \pm one standard deviation of average q_M (g cm^{-3}) and σ ($\text{s}^2 \text{ km}^{-2}$) of Tab. 1.

Group	q_M		σ	
	from	to	from	to
"ast" + I	2.7	5.9	0.007	0.028
A + II	1.4	2.7	0.028	0.056
B	0.65	1.7	0.05	0.11
C + IIIA	0.55	0.91	0.08	0.13
D + IIIB	0.18	0.38	0.17	0.26

Tab. 1 should be closer to the actual average values than about $\pm 30\%$. Tab. 6 contains the intervals of one standard deviation both sides of the average values of q_M and σ in Tab. 1. These standard deviations contain two inseparable components superposed: the random errors of determination of the individual q_M and σ and the actual distribution of the numbers of bodies of different densities and ablation coefficients.

Recently Padevët (1983a, 1983b, 1987) argued values of the bulk densities and ablation coefficients different from the values in Tab. 1. His theoretical concept yields results at variance with all other investigators. He claims that all the groups of Tab. 1 can be explained using the known meteorite types. But his theoretical concept should be applied to all the detailed data on the velocity change of the individual well observed fireballs. Padevët applied his theoretical concept only to the terminal-point and to the beginning-point data. Before this theoretical concept will be checked by well observed fireball velocities over the entire trajectories, his results should be taken with enough precaution.

The detailed knowledge of the dynamics of the ablating meteoroid along its whole luminous trajectory makes the absolute values of the ablation coefficients for types I and II fireballs not only realistic, but also quite accurate (Tab. 6). If the type I fireballs belong to ordinary chondrites with a bulk density of 3.7 g/cm^3 , then 2.0 g/cm^3 is the bulk density which fits the ablation coefficient and velocity change of the type II fireballs. The classification of the type I and II fireballs in Tab. 1 is based not only on their terminal heights, but it also contains all the details of the observed velocity change represented by one "total ablation" coefficient for each fireball. In this sense, the distinction using the ablation coefficient is very much preferable and the rough criteria a) to g) of chapter 2 cannot compete.

But Tab. 1 contains data not only on fireballs. In this sense, all the Super-Schmidt-camera meteors

have Padevčt's undercritical mass and should not contain bodies of the C and D type. But they do! And even for the A-group of the Super-Schmidt meteors, the luminous trajectory is shorter than it should be for compact stones. Jacchia (1958) explained the difference in the ablation coefficient between "asteroidal meteors" and C-type meteors introducing a process of "progressive fragmentation", which puts them, like Padevčt's "overcritical mass" cases, in clear controversy with the small masses of the Super-Schmidt meteoroids.

The old interpretation of Super-Schmidt meteors by Verniani (1965, 1967) assigned very low bulk densities to all meteoroids. Although his results based on the simple equalization of photometric and dynamic masses in Hoppe's theory (single-body theory) have been critically rejected many times, we can still hear or read the following universal statement: "all meteoroids are low-density friable fluffy particles of cometary origin". This is evidently a false statement and the reason mostly lies in the "double biased" statistical treatment of the data. Most of the Super-Schmidt meteors were published by McCrosky and Posen (1961) without any selection at all. This material contains 50% of the A-type bodies and 45% of the C-type bodies. Jacchia and Whipple (1961) were interested in precise data on initial velocities, on orbits and thus on good atmospheric trajectories: they chose the longer trajectories for this purpose. Their selection of 413 Super-Schmidt meteors contains 32% of the A-type bodies and 62% of the C-type bodies. Verniani (1967) in his final analysis used 189 "best" meteors selected from Jacchia's and Whipple's 413: among other criteria for his rather narrow selection he used the "regular" statistical distribution of the ratio of dynamic to photometric mass, expressed as $\log(\tau_0/\rho_r^2)$. This selection worked exactly in the same way as Jacchia's and Whipple's selection. Among the 189 meteors of Verniani's selection from Jacchia's and Whipple's selection of 413 meteors there remained only 20% of the A-type bodies and 75% of the C-type bodies. Verniani actually recognized these 20% of meteors as bodies of densities higher than the rest, but he then used an average dependence of his $\log(\tau_0/\rho_r^2)$ on $\log v$ (an incorrect exponent resulted, because of two superposed statistical distributions) thus smoothing these 20% into the overwhelming rest of 75% of the C-bodies. His statement that all meteoroids are low-density friable bodies of cometary origin should be attributed, as a first approximation, only to the C-type bodies. Also the absolute values of the bulk densities of "all meteors" of Verniani are too low due to the above mentioned smoothing over

two different statistical distributions and due to the applied but uncalibrated equivalence of photometric and dynamic mass.

One more selection of Super-Schmidt data is available: that of Hawkins and Southworth (1958), which contains 316 randomly selected meteors. This random selection contains 48% of the A-type bodies in very good agreement with 50% of the A-type bodies in the almost complete Super-Schmidt observational material published by McCrosky and Posen (1961). The "double bias" described above, which suppressed the actual 50% of the A-type bodies to the 32% and finally to the 20%, is an example of "do not do any least-squares study without paying attention to the statistical distribution" and of "do not represent any whole by selecting from something, which somebody has already formed from the same whole in the same way".

REFERENCES

- Ayers W. G., McCrosky R. E., Shao C.-Y. 1970 *Smithson. Astrophys. Spec. Rep.* 317
- Ceplecha Z. 1958 *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* 9, 154
- 1967 *Smithson. Contr. Astrophys.* 11, 35
- 1968 *Smithson. Astrophys. Obs. Spec. Rep.* 279
- 1977 Meteoroid Populations and Orbits, in *Comets, Asteroids, Meteorites* (Ed. A. H. Delsemme, The University of Toledo, USA), p. 143
- 1980 in *Solid Particles in the Solar System* (Eds I. Halliday and B. A. McIntosh), IAU Symp. 90, 171
- 1983 New Aspects in the Classification of Meteoroids, in *Asteroids, Comets, Meteors* (Eds C. I. Lagerkvist, H. Rickman, Astron. Obs. Uppsala, Sweden), p. 435
- 1985 *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* 36, 237
- 1986 in *Photographic Fireball Networks*, in *Asteroids, Comets, Meteors II* (Eds C.-I. Lagerkvist et al. The Uppsala University, Sweden), p. 575
- Ceplecha Z., McCrosky R. E. 1976 *J. Geophys. Res.* 81, 6257
- Ceplecha Z., Rajchl J. 1965 *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* 16, 15
- Cook A. F. 1976 *Smithson. Contr. Astrophys.* 14
- Donn B. 1988 *Astron. Astrophys.*, in press
- Grün E., Zook H. A., Fechtig H., Giese R. H. 1985 *Icarus* 62, 244
- Halliday I., Blackwell A. T., Griffin A. A. 1984 *Science* 223, 1405
- Halliday I., Griffin A. A. 1982 *Meteoritics* 17, 31
- Hawkes R. L., Jones J., Ceplecha Z. 1984 *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* 35, 46
- Hughes D. W. 1978 in *Meteors, in Cosmic Dust* (Ed. J. A. M. McDonnell, John Wiley and sons, Chichester, England), p. 123
- Jacchia L. G. 1958 *Smithson. Contr. Astrophys.* 2, 181
- Jacchia L. G., Verniani F., Briggs R. E. 1965 *Smithson. Astrophys. Obs. Spec. Rep.* 175
- Jacchia L. G., Whipple, F. L. 1961 *Smithson. Contr. Astrophys.* 4, 97
- Jones J., Sarma T. 1985 *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* 36, 103

- Jones J., Sarma T., Ceplecha Z. 1985 *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* 36, 116
- McCrosky R. E., Posen A. 1961 *Smithsonian Contr. Astrophys.* 4, 15
- Padevčt V. 1983 a *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* 34, 360
— 1983 b *Meteoritics* 18, 369
— 1987 *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* 38, 156
- Pecina P., Ceplecha Z. 1983 *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* 34, 102
— 1984 *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* 35, 120
- ReVelle D. O. 1983 *Meteoritics* 18, 386
- Sarma T., Jones J. 1985 *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* 36, 9
- Sekanina Z. 1983 *Astron. J.* 88, 1382
- Verniani F. 1965 *Smithson. Contr. Astrophys.* 8, 141
— 1967 *Smithson. Contr. Astrophys.* 10, 181
- Wetherill G. W. 1985 *Meteoritics* 20, 1
- Wetherill G. W., ReVelle D. O. 1981 a *Icarus* 48, 308
— 1981 b Relationship Between Comets, Large Meteors and Meteorites, in *Comets* (Ed. L. Wilkening, Univ. of Arizona Press, USA)
- Whipple F. L. 1967 On Maintaining the Meteoritic Complex, in *Zodiacal Light and Interplanetary Medium*, NASA-SP 150, p. 409

TWO-COMPONENT MODELS OF INDIVIDUAL SUNSPOT UMBRAE

M. Sobotka

Astronomical Institute, Czechoslovak Academy of Sciences, 251 65 Ondřejov, Czechoslovakia

Received 27 November 1987

ДВУХКОМПОНЕНТНЫЕ МОДЕЛИ ТЕНЕЙ ОТДЕЛЬНЫХ СОЛНЕЧНЫХ ПЯТЕН

В работе приводятся полумпирические двухкомпонентные модели 11 теней разного размера (радиус 2"–8") и обсуждаются их общие свойства. Модели, построенные на основе профилей линий Fe I 543,5 нм и Na I D₂, имеют яркие составляющие холоднее невозмущенной фотосферы, в большинстве случаев описываемые модельным параметром $\Delta\theta = 0,10$. Температуры темных составляющих находятся в диапазоне $\Delta\theta = 0,35-0,50$. Фактор заполнения яркой составляющей в больших тенях остается практически постоянным ($\leq 0,05$), тогда как в малых тенях он существенно изменяется (0,05–0,30). Зависимость температуры обеих составляющих, так же как фактора заполнения, от стадии развития пятна не наблюдалась.

Semi-empirical two-component models of 11 umbrae differing in size (radii 2"–8") are presented and their general characteristics are discussed. The models, based on the profiles of the Fe I 543.5 nm and Na I D₂ lines have bright components cooler than the undisturbed photosphere, with a temperature down-scaling factor $\Delta\theta = 0.10$ in most cases. The temperature of dark components fluctuate in the range of $\Delta\theta = 0.35$ to 0.50. The filling factor of the bright component remains practically constant (≤ 0.05) in large umbrae ($r_u > 4''$), whereas in small umbrae it changes considerably (0.05–0.30). No dependence of the temperature of both components as well as the filling factor on the phase of evolution of the spot was observed.

Key words: sunspot umbra: models — photosphere

1. Introduction

High resolution photographs of sunspot umbrae reveal their complex photometric structure caused by the inhomogeneity of physical conditions. In addition to dark cores we observe brighter regions, extensions of penumbral filaments and embryos or remainders of light bridges. This photometrically variable "background" is superposed by bright

umbral dots. The spatial distribution of the umbral dots resembles photospheric granulation very much (Bumba and Suda 1970). Due to relatively long exposure time, spectroscopic observations enable umbral inhomogeneities to be solved only in extremely rare cases (Adjabshirzadeh and Koutchmy 1983) and in sufficiently large umbrae. Such data are usually not available for studying individual and evolutionary characteristics of umbrae. In such cases we may try to describe the complex structure of the umbra by



航空機観測の目的

- 航空機観測のメリット
 - 雲の上を飛行する事にうより天候の影響を避ける事ができる。
 - 大気減光を避ける事ができる。
 - 近赤外から赤外線観測に邪魔な水の吸収の影響が無くなる。
 - 紫外線観測とライタール観測に邪魔な塵や空気の散乱光を避ける事ができる。
- 2機の航空機を利用するメリット
 - 流星の3次元ステレオ観測が可能となる。
 - 物理現象の正確な発生高度を特定できる。
 - 流星の惑星間空間での軌道が分かる。
 - 流星痕の3次元構造と高層大気風をモニターできる。
 - 全ての観測機器に観測窓と場所を提供する事が可能になる。

Leonid MAC '99



MULTI-INSTRUMENT AIRCRAFT CAMPAIGN

NASA 国際航空機観測ミッション

1999年しし座流星群

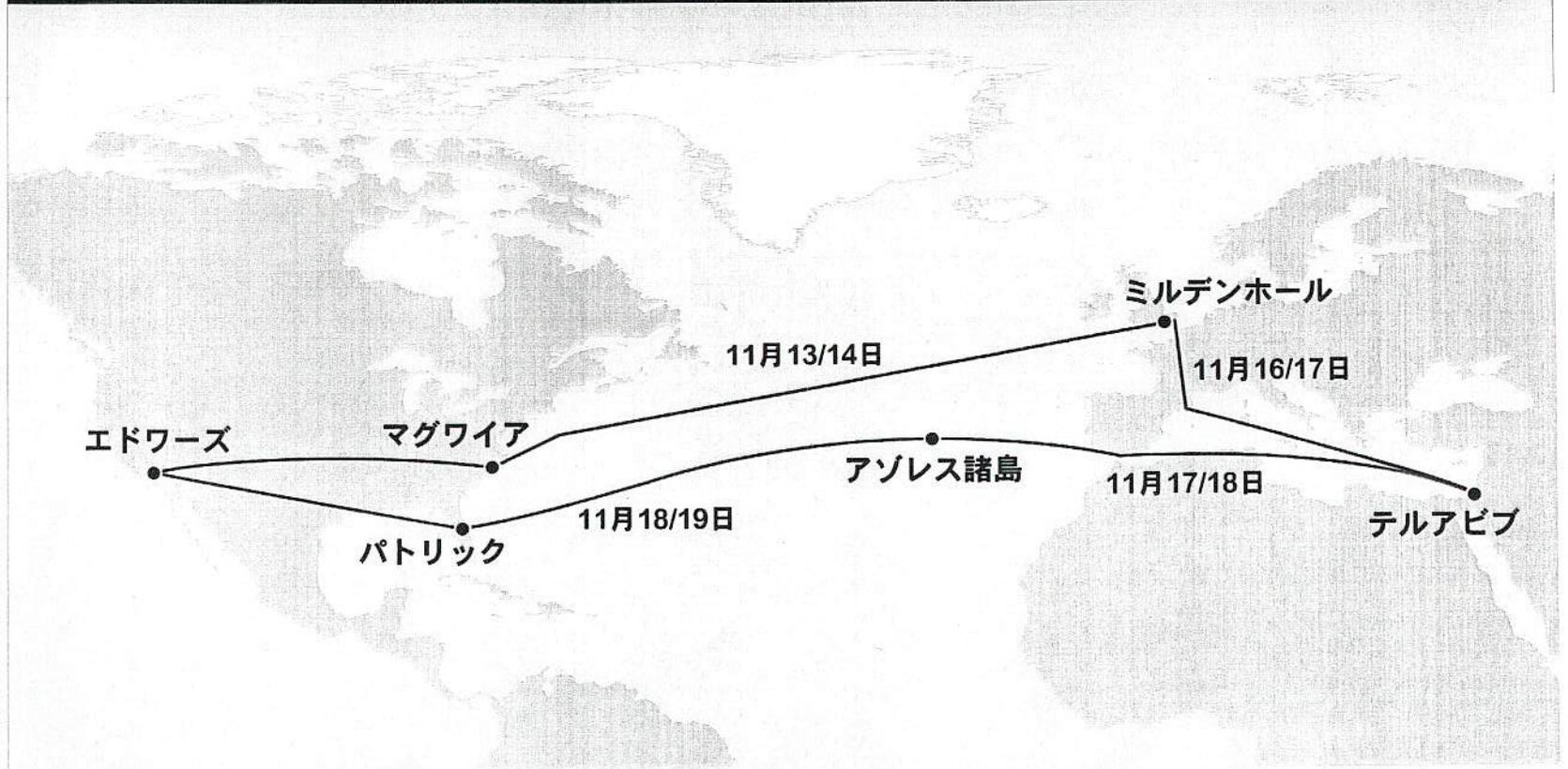
- 矢野創 (宇宙科学研究所)
- 阿部新助 (総研大・国立天文台)
- NHK



観 測

NASA しし座流星群・国際航空機観測 ミッション

1999年11月16-19日(8-23日)





FISTA

ViewAngle[deg]: 45-80

Peak λ [nm]: 390

Lens: f50mm/F1.0

FOV[deg²]: 37.1x20.8

ARIA

ViewAngle[deg]: 0-30

Peak λ [nm]: 670

f28mm/F1.4; 59.7x33.5

f58mm/F1.2; 32.7x18.3

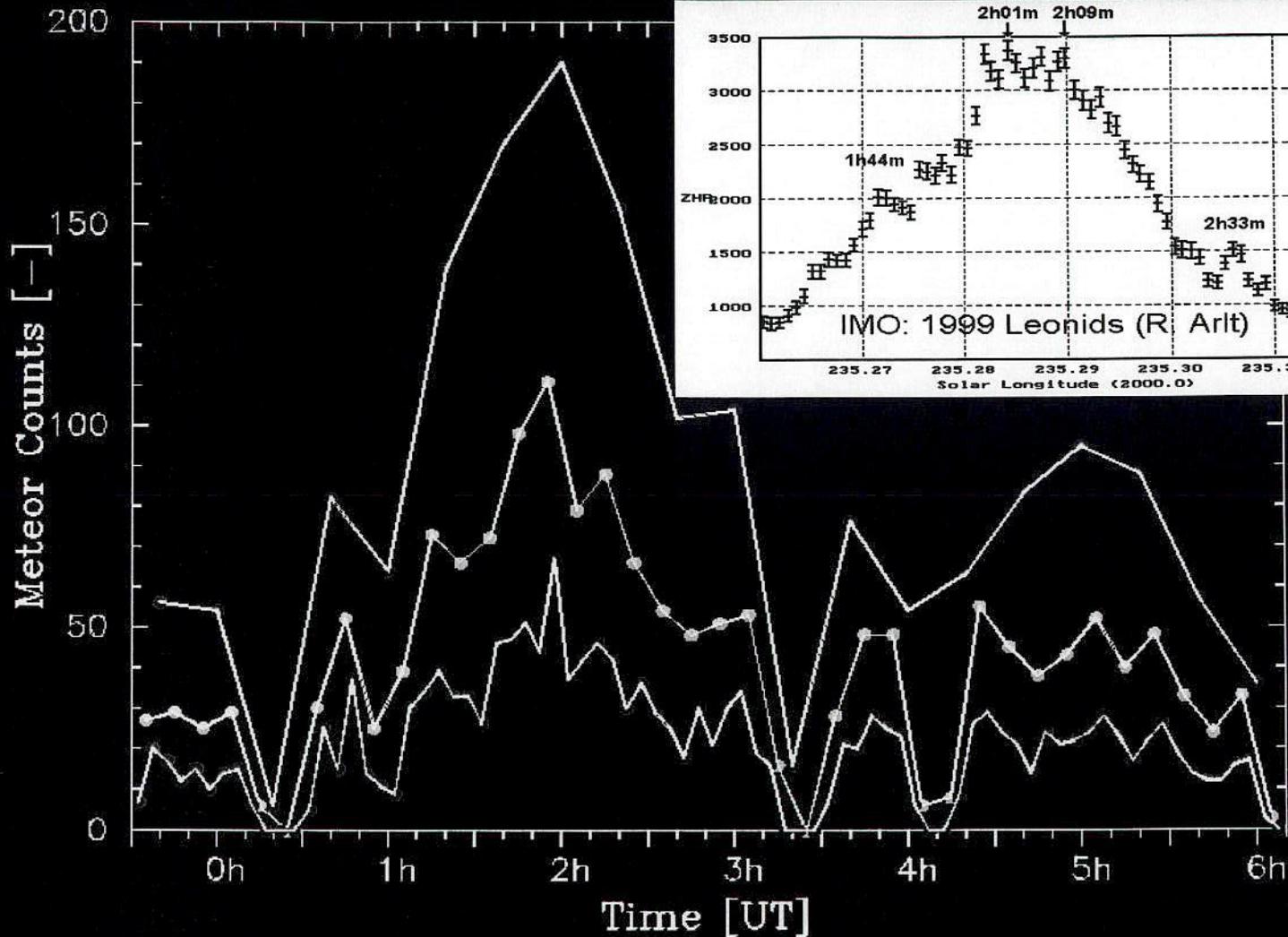
f135mm/F2.0; 14.5x8.15

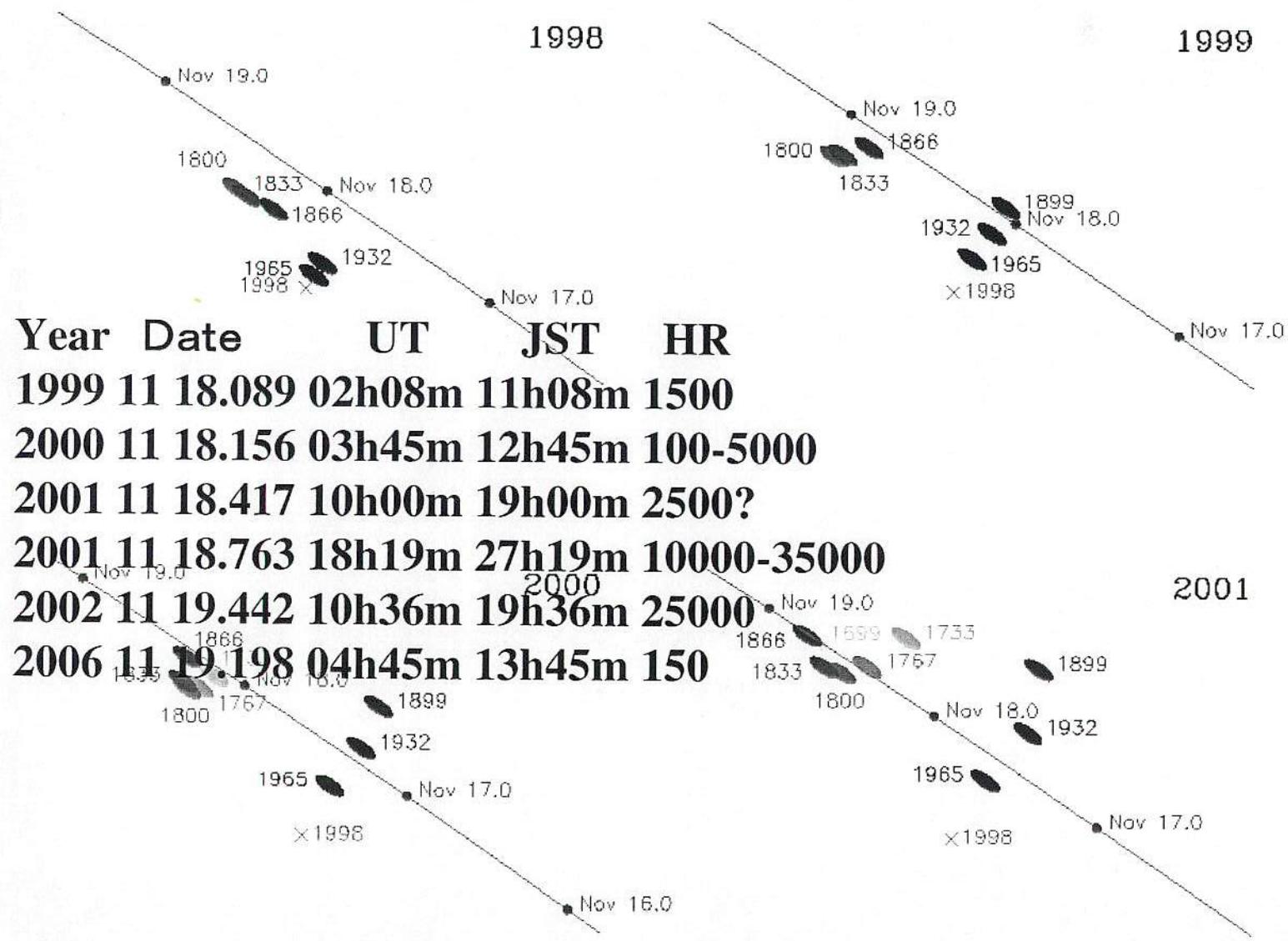


↓ $\tau=7^\circ$ 交換

↓ $\tau=7^\circ$ 交換

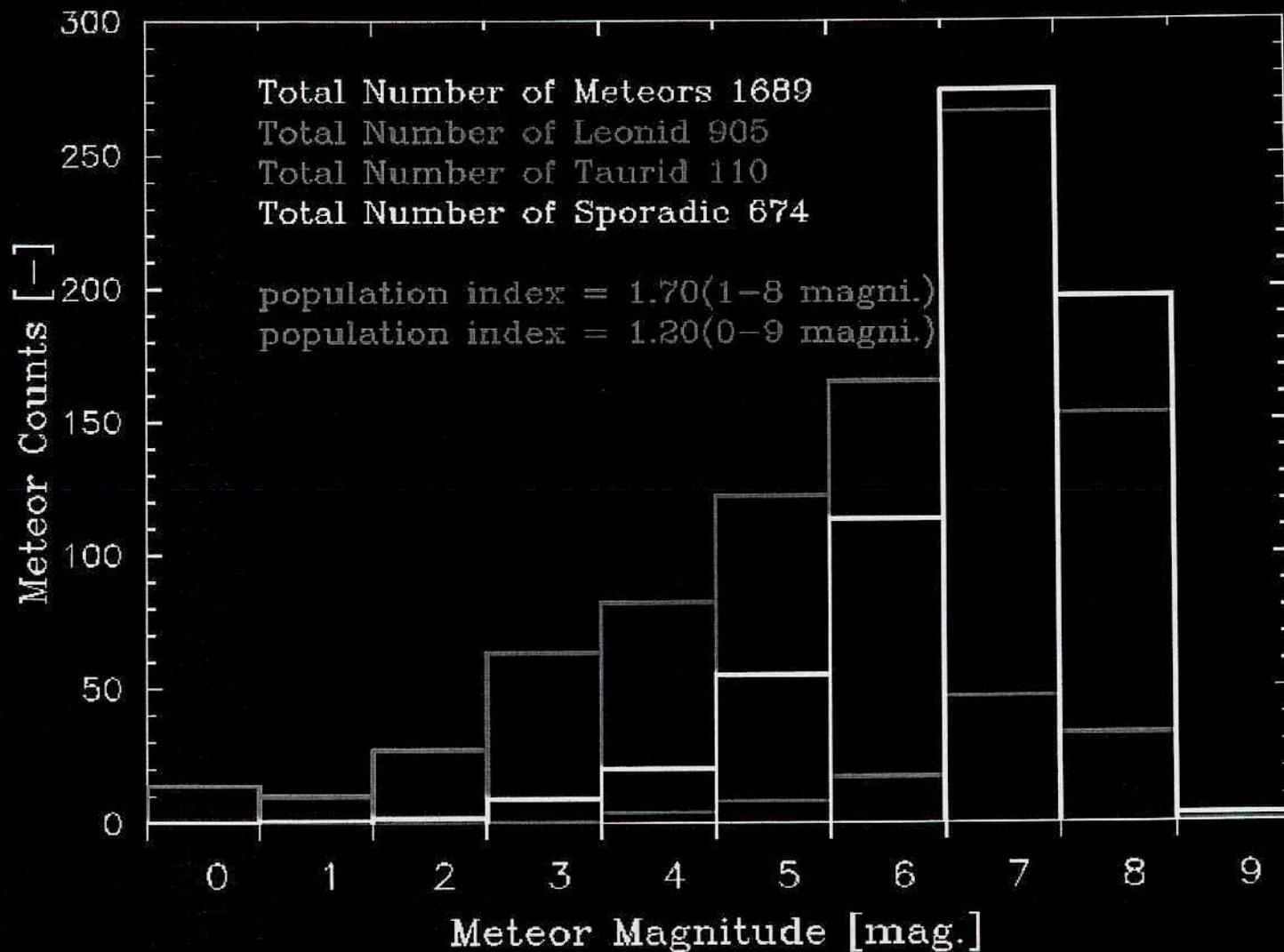
Leonid MAC 1999; FISTA Aircraft on Nov. 18

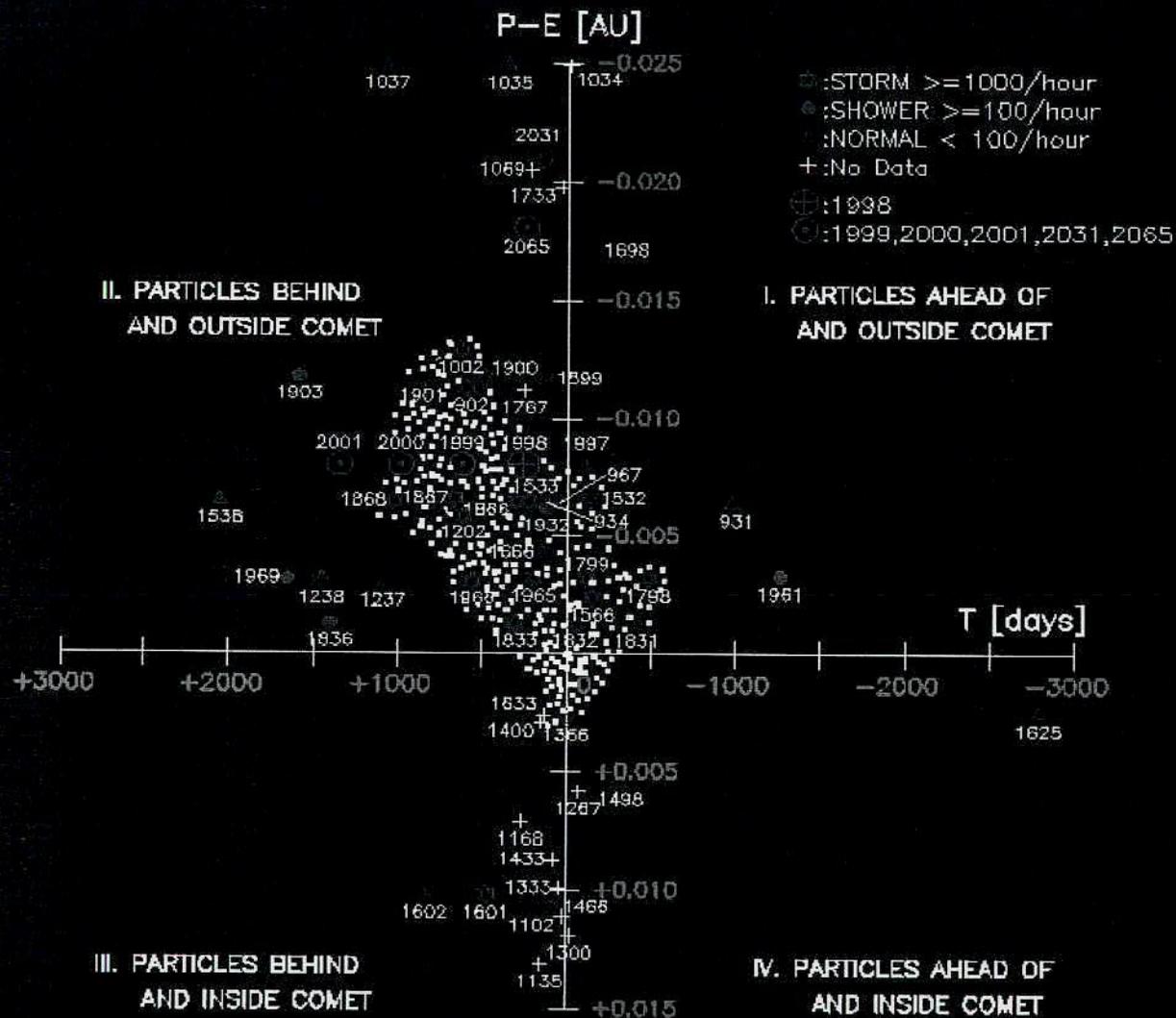




Year	Date	UT	JST	HR
1999	11 18.089	02h08m	11h08m	1500
2000	11 18.156	03h45m	12h45m	100-5000
2001	11 18.417	10h00m	19h00m	2500?
2001	11 18.763	18h19m	27h19m	10000-35000
2002	11 19.442	10h36m	19h36m	25000
2006	11 19.198	04h45m	13h45m	150

Leonid MAC 1999; FISTA Aircraft on Nov. 18





MSS-093

2004年 ポン・ウィネッケ群 (6月うしかい群) の出現状況

内山茂男 (NMS)

1. 予報

◇ 佐藤 幹哉 [nms 22107]

放出年	放出日	極大(UT)	放出速度
1836	-200 日	6/23 11h26m	17.50 m/s
1830	-104.8 日	6/23 12h30m	13.57
1825	-74.7 日	6/23 13h45m	12.72
1819	-60.1 日	6/23 15h31m	13.81

(近日点前後からも放出させた場合の結果)

◇ Sergey Shanov, Sergey Dubrovsky (抜粋)

放出年	最接近(UT)	delta r	放出速度
1836	6/23 13h05m	0.0031	07.01m/s
1830	6/23 13h39m	0.0025	07.09
1825	6/23 14h43m	0.0025	07.49
1819	6/24 16h06m	0.0033	08.53
1813	6/24 19h08m	0.0035	10.86

◇ Jérémie Vaubaillon (左図参照)

<http://www.imcce.fr/s2p/JBO/2004JBO.html>

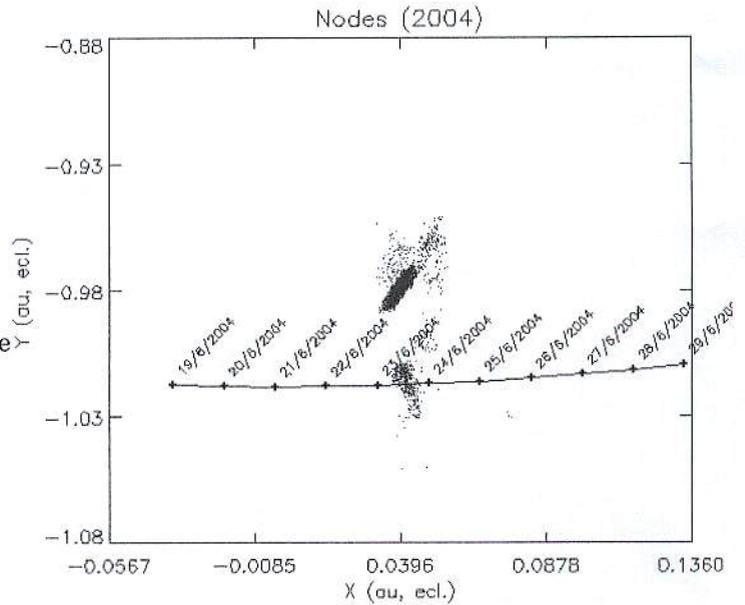
Conclusion:

From this result, we do not expect a storm for 2004 June Bootids, but **maybe an enhanced activity**, on June 23rd.

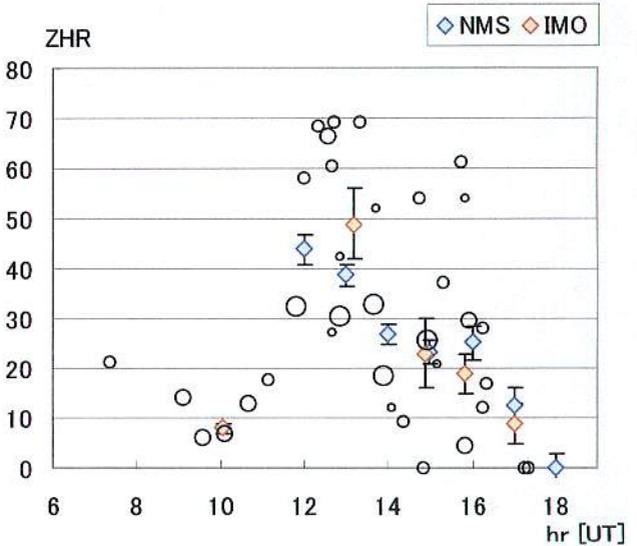
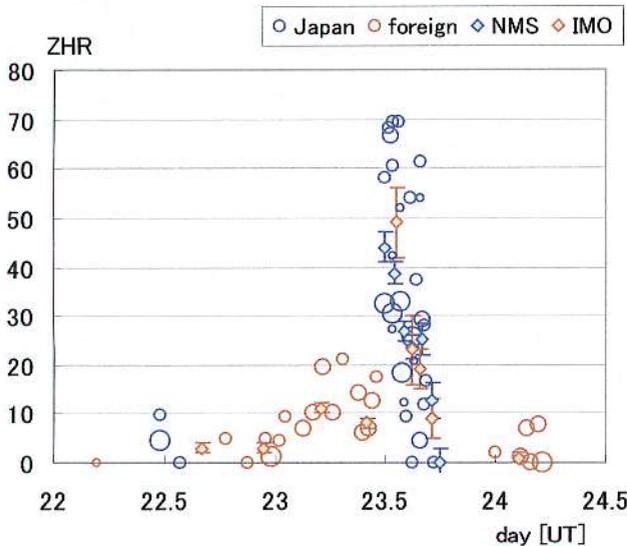
The activity seems to last several hours, with a possible **maximum around 11:00 UT**.

The main contribution of the shower will be due to trails ejected in 1819, 1825, 1830 and 1836.

The 1875 trail is very close to the Earth's path (upper part of the intersecting cloud), so activity from this stream is also possible.



2. 観測結果



出現数の多い観測 (UT)	Lm	Cl
長田 45 個 12:00-12:50	5.5	0
住江 49 個 12:20-13:20	6.1	0
吉崎 22 個 12:10-13:10	5.2	4
赤木 22 個 11:30-12:30	5.5	0
USA 14 個 4:49- 5:41	6.63	0
Italy 2 個 9:55-10:25	6.15	0

平均等級差 Δm (最微等級 - 流星平均等級)	Shower	Spo
JBO (2004)	3.13	2.15
LYR (2004)	3.22	2.02
QUA (2004)	3.17	2.16
LEO (2003. 19/20)	3.42	2.43
GEM (2003)	3.23	2.15

眼視観測ガイド

内山 茂男

A. 眼視計数観測方法

1. 各観測方法の長所

- (1) 電波観測：天候無関係、24 時間観測可能。パトロール観測。他。
- (2) 写真観測：多点観測で高精度の軌道 ← 位置精度の高さ
- (3) TV 観測：自動検出により、パトロール観測。多点観測で軌道。小流星群の検出。他。
- (4) 眼視観測：ZHR 算出（流星群出現状況把握） ← 観測条件による補正がしやすい。

2. 眼視観測をするときに記録すること

- (1) 観測日：2 重日付使用。例：8 月 12 日から 13 日にかけての夜の場合「8 月 12/13 日」。
- (2) 観測者名
- (3) 観測開始時刻、終了時刻（中断時刻）：24 時制を使用するのが普通。観測時間が長い場合には、1 時間程度（30 分以上）の区分に分けて記録・報告する。観測開始時刻は、00 分ちょうどにこだわる必要はない。
- (4) 雲量、最微星：観測区分毎。観測区分途中で変化したら平均を求める。

3. 観測中、流星が出現したときに記録すること

- (1) 出現時刻：計数観測では分単位で十分。5 分単位でも支障なし。
- (2) 光度（等級）：周辺の恒星の等級と比較して判定。1 等单位で記録すればよい。
- (3) 群判定：流星群名、または散在流星。
- (4) 痕の有無：痕が残ったら「痕あり」。痕は英語で Train。
- (5) 速度：vR, R, rR, M, rS, S, vS の 7 段階で記録することが多い。R: Rapid(速い), M: Medium(中程度), S: Slow(遅い) と、v: very(とても), r: rather(やや)を組み合わせたもの。必ず記録する必要はなく、5 段階などでも可。
- (6) その他：永続痕など、特徴的な流星で記録することあり。

4. 観測報告例

- (1) 日本流星研究会月別正式報告 (visual@nms.gr.jp)

2005 年 10 月 眼視観測報告

観測者：内山 茂男（うちやま しげお）

観測地 A：茨城県桜川市（筑波山） 東経 140d06m、北緯 36d14m

観測方法：計数

観測日	観測時刻	時間	方向	流星数	最微	雲量	群流星			Loc.
							ORI	NTA	STA	
23/24	02:30-03:20	50	Per	18	5.4	0.5	9	0	0	A
23/24	03:20-04:10	50	Per	11	5.3	1.0	7	0	0	A
27/28	02:30-03:25	55	Per	9	5.5	0	3	1	1	A
27/28	03:25-04:15	50	Aur	9	5.4	0	3	1	1	A
31/01	22:25-23:40	75	Per	13	5.3	0.7	1	1	5	A
合計	3 夜	280		60						

ORI : オリオン群
NTA : おうし北群
STA : おうし南群

光度分布

23/24 日

	-4	-3	-2	-1	0	1	2	3	4	Ave
ORI	1	0	1	0	2	1	4	5	2	1.63
Spo	0	0	0	1	1	2	3	2	4	2.23

(以下、他の日の光度分布省略)

(2) 主要流星群速報集計 (report@nms.gr.jp)

DATE	JST	TIME	aM	Spo.	ORI	NTA	STA	Lm	CL	Dir
------	-----	------	----	------	-----	-----	-----	----	----	-----

Oct./2005

27/28	02:30-03:25	55	9	4	3	1	1	5.5	0	Per
	03:25-04:15	50	9	4	3	1	1	5.4	0	Aur

ORI : オリオン群
NTA : おうし北群
STA : おうし南群

観測地 : 茨城県桜川市 (筑波山) 東経 140d6m、北緯 36d14m

観測方法 : 計数

内山 茂男 (うちやま しげお)

5. 観測上の注意

(1) 個人計数 or グループ計数 ?

現在は全て個人計数観測。過去はグループ計数観測が行なわれたが、1人あたりへの変換が不確実。

(2) おすすめの観測方向

高度 60~70 度で輻射点が見える方向。複数の観測者がいるときは、観測方向を少し変えて。

(3) 雲量

(3-1) 観測視野の中の雲量を見積もる。(全天の雲量ではない)

(3-2) 雲以外の障害物も含む。ただし、なるべく障害物の少ない方向を観測する。

(3-3) 視野周辺部の雲の影響は少なく、中心付近の影響は大きい。

(4) 最微星

(4-1) 0.1 等单位で測定し、報告。(0.01 等单位も可)

(4-2) エリア法。2 つ以上のエリアを使うのがおすすめ。

(4-3) そらし眼で見る。

(4-4) 一応見えていそうな等級まで。

(4-5) IMO のエリア星図と最微星表 <http://www.imo.net/visual/major/observation/lm>

(5) 群判定

(5-1) 次の 3 つの条件を全て満たしていれば、群流星。

a) 輻射点方向から飛来 b) 輻射点の近くでは短く、離れるとやや長く c) 速度などの性状

(5-2) 輻射点は「点」ではなく、「エリア」

(5-3) 主要流星群の極大付近は、群判定は甘めでよい。

B. ZHR 算出方法

1. ZHR とは

(1) ZHR : Zenithal Hourly Rate

(2) 理想的な条件下で 1 人の観測者での 1 時間あたり流星数。流星群の出現状況を示す。

(3) 理想的な条件下：雲量 0、最微星 6.5 等、輻射点は天頂
下

2. ZHR 算出のための補正

(1) HR (Hourly Rate, 1 時間あたりの流星数) 算出

$$HR = \frac{N}{T_{eff}} \quad N: \text{観測流星数}, \quad T_{eff}: \text{有効観測時間 [hr]}$$

(2) 雲量補正

$$\times \frac{1}{(1-cl/10)} \quad cl: \text{雲量。}$$

雲量 3 であれば、流星数は雲（障害物）がない場合より 3 割減少して観測されている、という仮定のもとでの補正項。したがって、雲量を記録する際、視野周辺部の雲の影響は実際の面積よりも小さく見積もること。

(3) 最微星補正

$$\times r^{6.5-Lm} \quad r: \text{光度比}, \quad Lm: \text{最微星}$$

(3-1) 光度比 r とは

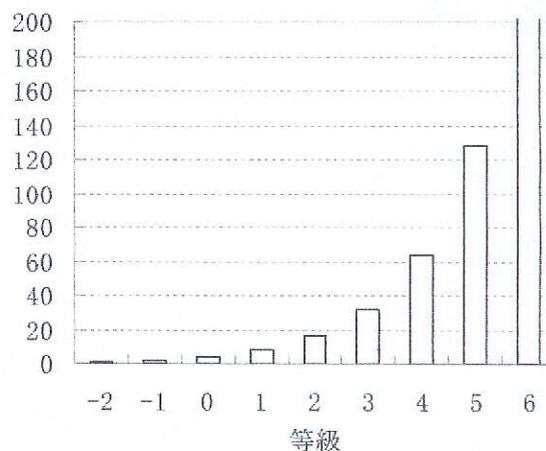
流星は明るいものより暗いものの方が多い。流星が 1 等級暗くなると流星数が r 倍に増えているとき、この r を光度比と呼ぶ（表 1、図 1）。

ZHR の補正に使用する光度比 r は、本来観測データから求めるべきである。しかし、信頼できる光度比を求めるには、大量の光度分布データが必要であり、速報集計等では光度比の値を仮定して算出している。通常は 2.0~2.1 で、明るい流星が多い流星群では値をやや小さくする。ただし、光度比を大きく仮定すると、過修正になる恐れがある。NMS では、 $r=1.6$ と $r=2.0$ の 2 通りを算出している。

表 1.
光度比 2.0 の例

等級	流星数
-2	1
-1	2
0	4
1	8
2	16
3	32
4	64
5	128
6	256

図1. 光度分布(実出現数)



(3-2) 認識率と最微星補正の考え

明るい流星では視野のはじの方に出ても気がつくが、暗い流星では視野中心付近でない気がつかない上に、中心に近くても気がつく場合と気がつかない場合がある。観測視野（半径 50 度）内での流星に気がつく割合を認識率と呼ぶ。

$$\text{流星数} \times \text{認識率} = \text{観測流星数}$$

この認識率は、空の状態（最微星）と流星等級の差で決まると考えられている。結果的に最微星が 1 等

級明るくなると、各等級の認識率が下がり（表 2、図 2）、各等級の観測流星数が減少する（表 2、図 3）。結果として、光度比が r の場合、最微星が 1 等級明るくなる毎に、観測流星数は $1/r$ に減少する。

表 2. 認識率と観測流星数（光度比 2.0 の例）

等級	認識率 ($L_m=6.5$)	観測 流星数 ($L_m=6.5$)	認識率 ($L_m=5.5$)	観測 流星数 ($L_m=5.5$)
-2	1	1	0.99	1
-1	0.99	2	0.9	2
0	0.9	4	0.8	3
1	0.8	6	0.65	5
2	0.65	10	0.37	6
3	0.37	12	0.145	5
4	0.145	9	0.043	3
5	0.043	6	0.01	1
6	0.01	3	0	0
合計		53		26

図2. 認識率

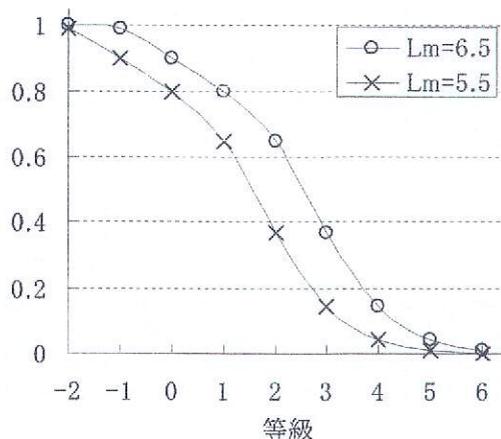
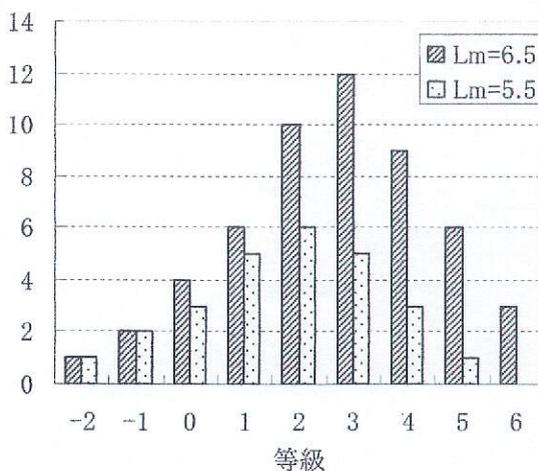
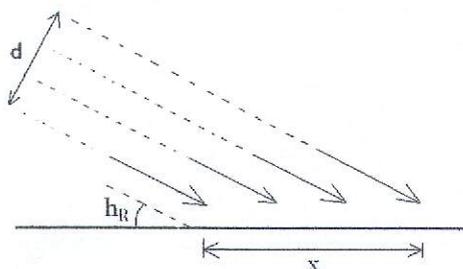


図3. 光度分布（観測数）



(4) 輻射点高度補正

図 4. 輻射点高度 h_R と流星数



輻射点が天頂にあるときには、図 4 の $d=x$ となり、流星数最大。これと比較して、輻射点高度が h_R のときの

流星数は $\frac{d}{x}$ 倍 = $\sin(h_R)$ 倍に減少する。

(4-1) Jenniskens をはじめ、多くの研究者が行なう輻射点高度補正

- 輻射点高度が低くなると、一気に大気濃いところに突入しない → 流星の発光光度が減少する
- 観測流星数は $\sin(h_R)$ 倍よりも減少する → もっと大きな補正が必要
- $\div \sin^\gamma(h_R)$ (γ は 1.4~1.5 を用いることが多い)

(4-2) IMO で通常用いられている輻射点高度補正

- a) 輻射点高度が低くなると、上記の通り、流星が暗くなる。→ 観測流星数が減少
- b) 輻射点高度が低くなると、流星の経路長が長くなる。→ 気がつきやすくなり、観測流星数が増加
- ⇒ a), b) の両効果が相殺する
- $\div \sin(h_R)$

(4-3) 日本で過去に用いられていた輻射点高度補正

- 輻射点高度が 0 度でも、天頂引力のために流星数は 0 ではない。
- $\div \sin(h_R + 7 \times \cos(h_R))$

(4-4) 現在 NMS 眼視観測幹事が用いている
輻射点高度補正

$$\div \sin^{1.5}(h_R + 5 \times \cos^2(h_R))$$

現在、NMS で用いている補正は、ほとんどの輻射点高度で(4-1)で $\gamma = 1.5$ の補正と(4-2)IMO の補正の間の補正となっている。ただし、輻射点高度 0 度付近の場合に、天頂引力考慮分の影響が明らかに出ている。

(5) 個人差補正

(5-1) Jenniskens 等の個人差補正

$$C_p = \frac{HR_{spo}}{Ave(HR_{spo})}, \quad ZHR_C = C_p \times ZHR_p$$

C_p : その観測者の補正率係数

HR_{spo} : 標準季節時刻における、その観測者の散在流星数の HR (雲量最微補正済み)

$Ave(HR_{spo})$: 標準季節時刻における、多くの観測者の散在流星数の HR (雲量最微補正済み) の平均

ZHR_C : 個人差補正済み ZHR、 ZHR_p : 個人差補正前の ZHR

(5-2) IMO で通常用いられる個人差補正

$$r_{spo}^{\Delta Lm} = \frac{HR_{spo}}{Ave(HR_{spo})}, \quad \text{最微星補正} \times r^{6.5-Lm+\Delta Lm}$$

r_{spo} : 散在流星の光度比 (3.4 付近を用いることが多い)、 r : 流星群の光度比

ΔLm : その観測者の個人差。「最微星補正」という形式にしている。

(6) 多数の観測データから ZHR を求める方法 (IMO の例)

観測条件が良いデータ、観測時間が長いデータ は重視

→ 観測時間・雲量・最微星・個人差・輻射点高度全体での補正值で重みを付けて平均する。

$$ZHR = \frac{\sum N_i + 1}{\sum (T_{eff,i} \div C_i)}, \quad C_i = \frac{r^{(6.5-Lm+\Delta Lm)}}{\sin(h_R) \times (1-cl/10)}$$

N_i : 各観測の群流星数、 $T_{eff,i}$: 各観測の観測時間[hr]、

* 流星数に+1 が付く理由: 流星の出現はポアソン分布に従い、ポアソン分布は左右対称ではないため。

(例えば、観測流星数が 0 でも、偶然その時間出現しなかったのかもしれない)

ただし、観測量が少なく、観測条件もあまり良くない場合、この+1 のために大きな ZHR が算出されるので、注意が必要。

(7) 誤差

(7-1) IMO をはじめ、多くの研究者に用いられている算法:

$$\Delta ZHR = \frac{ZHR}{\sqrt{\sum N + 1}}$$

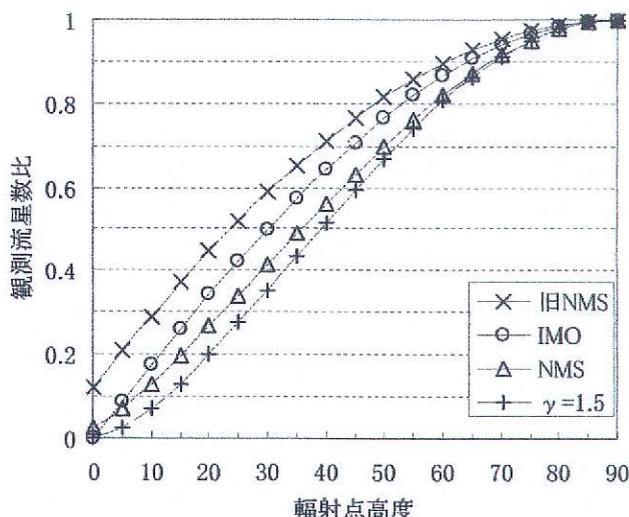
※ 流星出現のランダム性だけによる誤差 (雲量、最微等の補正による誤差は考慮外)

(7-2) NMS で用いられている方法

多数の観測それぞれの ZHR を算出する → これらの標準偏差を求める

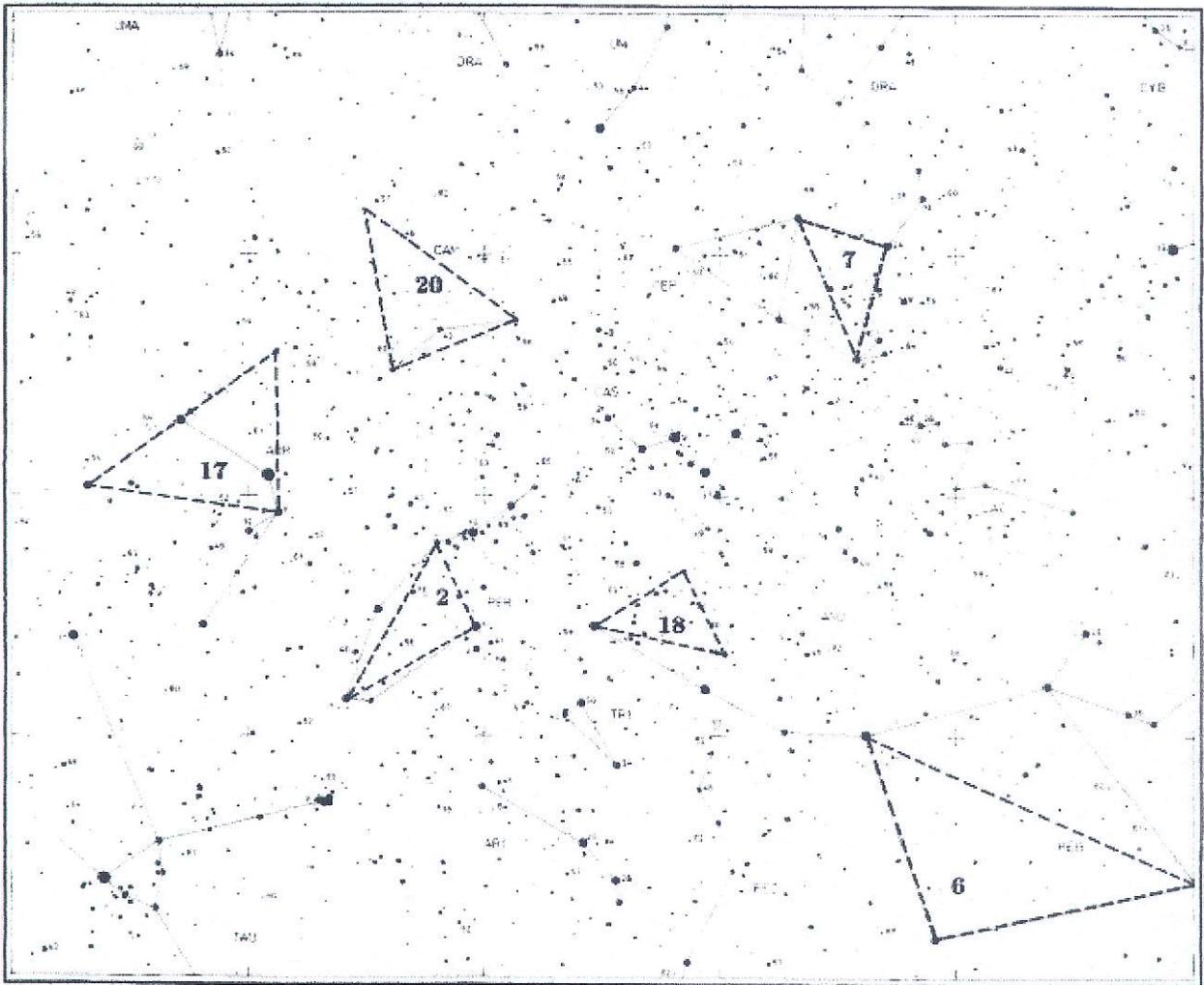
(観測が 1 つの場合、標準偏差は算出できない)

図5. 輻射点高度補正比較



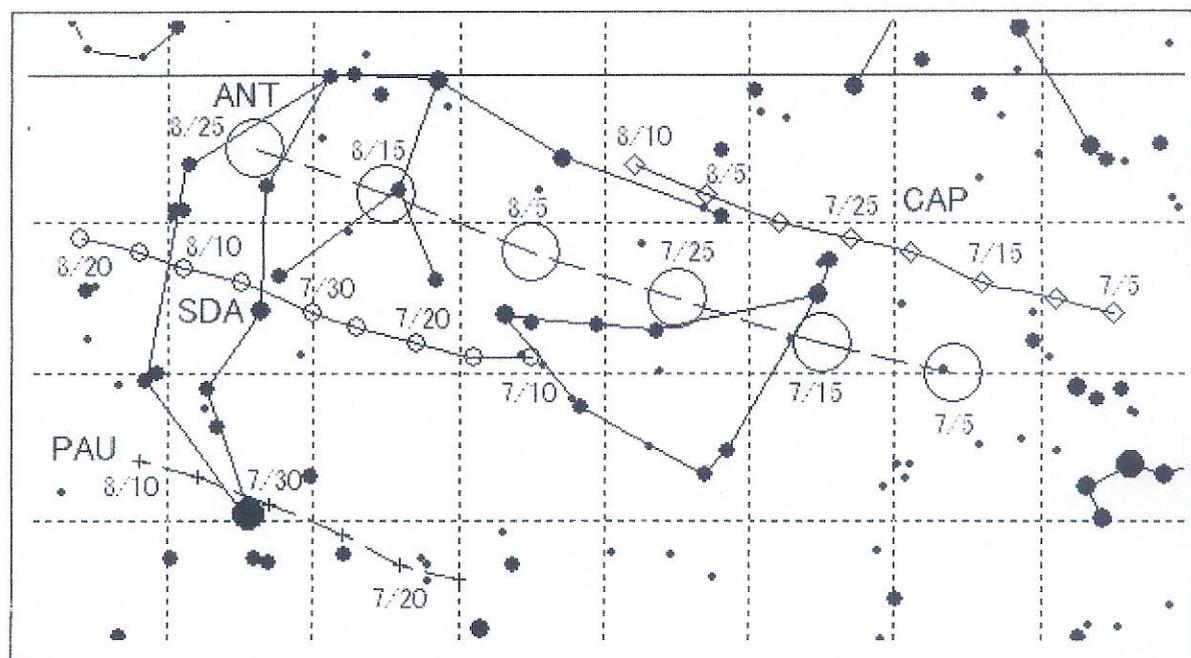
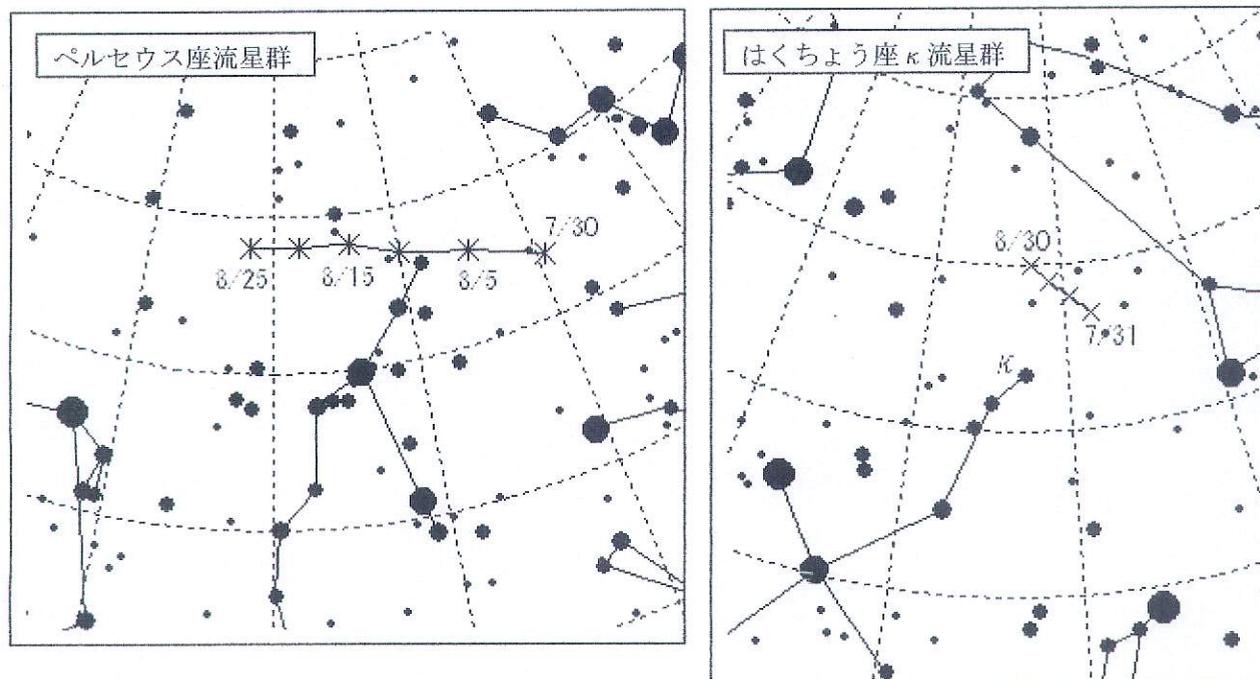
C. 付録

1. 最微星決定 エリア星図と最微星表 (例)



2 Per				6 Peg				7 Cep			
N	Lm	N	Lm	N	Lm	N	Lm	N	Lm	N	Lm
1	2.11	24	6.73	1	2.06	24	6.60	1	2.47	24	6.70
2	2.88	25	6.75	2	2.49	25	6.67	2	3.23	25	6.71
3	3.02	26	6.78	3	2.84	26	6.68	3	4.07	26	6.72
4	3.78	27	6.85	4	4.66	27	6.68	4	4.23	27	6.84
5	4.95	28	6.89	5	5.08	28	6.69	5	4.79	28	6.88
6	5.15	29	6.90	6	5.49	29	6.72	6	5.12	29	6.92
7	5.55	30	7.02	7	5.56	30	6.73	7	5.17	30	6.93
8	5.60	31	7.03	8	5.80	31	6.74	8	5.26	31	6.94
9	5.79	32	7.03	9	6.13	32	6.82	9	5.29	32	6.97
10	5.80	33	7.05	10	6.14	33	6.87	10	5.36	33	7.01
11	5.98	34	7.15	11	6.17	34	6.89	11	5.42	34	7.04
12	6.01	35	7.15	12	6.25	35	6.89	12	5.73	35	7.06
13	6.07	36	7.16	13	6.25	36	7.07	13	5.95	36	7.08
14	6.40	37	7.18	14	6.26	37	7.07	14	5.96	37	7.16
15	6.41	38	7.22	15	6.29	38	7.10	15	6.00	38	7.18
16	6.45	39	7.23	16	6.44	39	7.11	16	6.14	39	7.23
17	6.50	40	7.24	17	6.47	40	7.12	17	6.19	40	7.24
18	6.51	41	7.24	18	6.50	41	7.12	18	6.23	41	7.25
19	6.54	42	7.25	19	6.50	42	7.14	19	6.44	42	7.25
20	6.60	43	7.26	20	6.57	43	7.15	20	6.47	43	7.27
21	6.61	44	7.27	21	6.59	44	7.19	21	6.48	44	7.29
22	6.66	45	7.28	22	6.59	45	7.24	22	6.63	45	7.30
23	6.72	46	7.30	23	6.60	46	7.27	23	6.69	46	7.32

2. 流星群輻射点 Map



CAP : やぎ座 α 流星群

SDA : みずがめ座 δ 南流星群

PAU : みなみのうお座流星群 (実在?)

ANT : アンティヘリオン

(散在流星の供給源、みずがめ座北群やみずがめ座 ι 群 (南北) はアンティヘリオンと区別困難)

天頂引力と ZHR 算出時の輻射点高度補正

内山 茂男

1. 天頂引力とは

流星物質も地球の引力を受ける (図 1)

→ 加速されるとともに、経路が下向きに曲がる

→ 見かけ上、輻射点高度が本来の値より高くなる。

($h_R \rightarrow h'$: 輻射点为天頂に近くなる)

→ この効果を天頂引力(Zenith attraction)と呼ぶ。

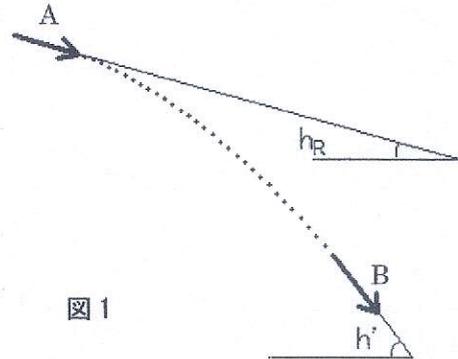
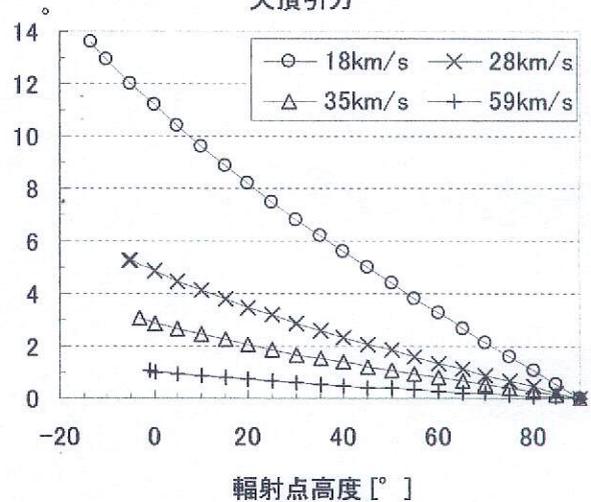


図 1

対地速度 V_∞ ・輻射点高度と天頂引力の関係の計算結果は図 2 のとおり。

- ・ポン・ウィンネッケ群 (18km/s) は、低空に来ると 10 度以上も輻射点が高い、本来の輻射点在地平線下 13 度でも流星が出現する可能性がある。
- ・遅いと言われるおうし群 (28km/s) でも、輻射点の浮き上がりはポン・ウィンネッケ群の半分以下。
- ・ふたご群 (35km/s) やペルセ群 (59km/s) では、眼視観測レベルであれば天頂引力の影響はほとんど無視できる。

図 2 天頂引力



2. 天頂引力と ZHR 算出時の輻射点高度補正

(1) 見積もり方法

地球から離れたところから、2 つの流星物質を対地速度 V_g で平行に放出する。

(今回の計算では、地球半径の 600 倍のところから、 $d = 1$ [km] で放出。)

→ 地球引力により双曲線軌道を描く (軌道要素計算)

→ 地球への到達点から輻射点高度を求め、地球に到達したときの 2 つの流星物質の間隔 x を求める。

→ 地球引力が無視できて輻射点为天頂にあるときと比較すると、流星物質の密度は $\frac{d}{x}$ 倍に減少。

これを、輻射点高度 h_R のときの密度減少 $\sin(h_R)$ 倍と比較する。

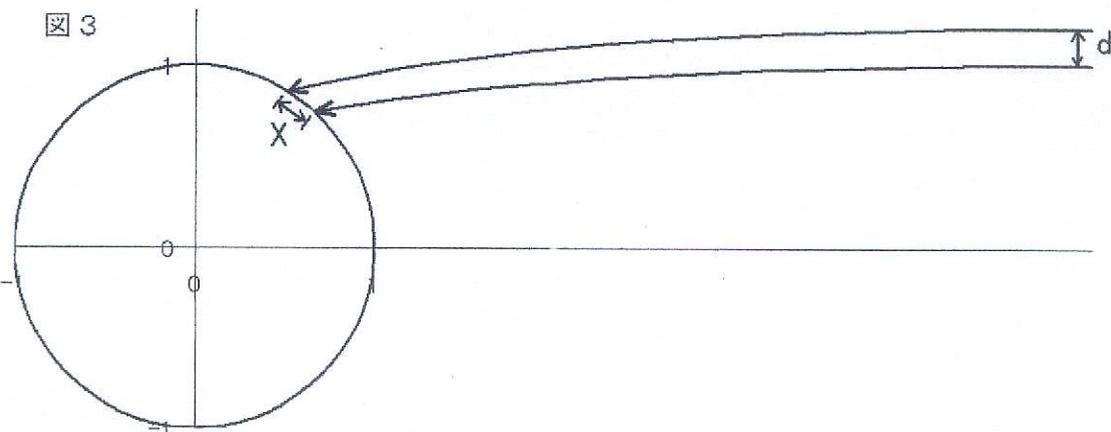


図 3

(2) 算出結果

図4と図5に対地速度の遅い流星群として、おうし群 ($V_{\infty}=28\text{km/s}$) とジャコビニ群 ($V_{\infty}=20\text{km/s}$) の結果を示す。

図4. 輻射点高度と流星数

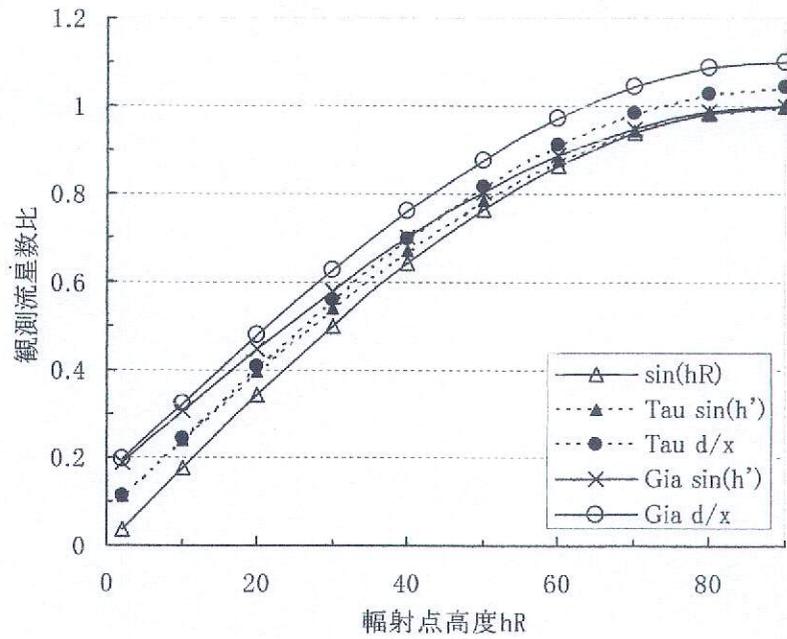
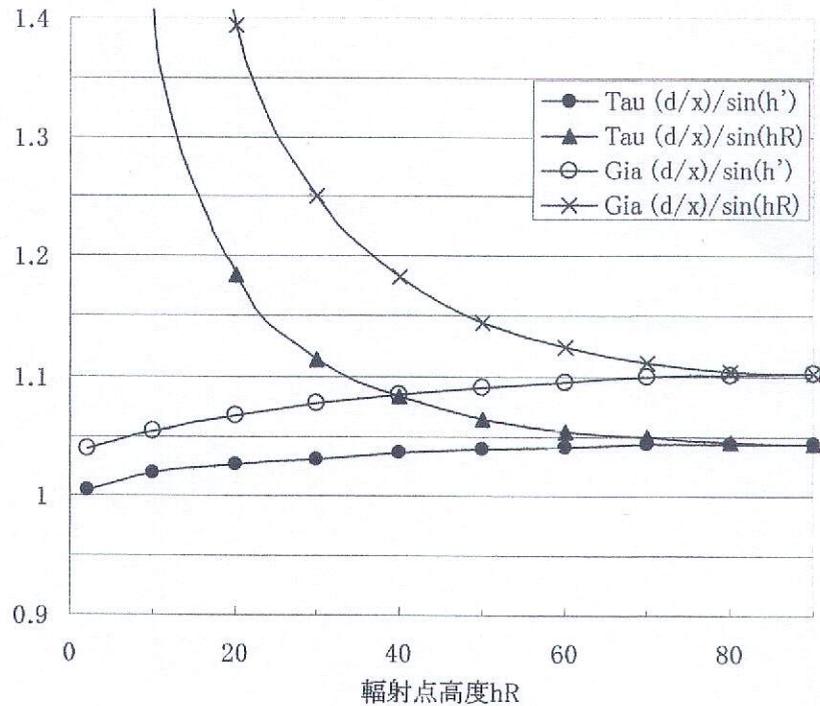


図5. 補正比



(3) 結論

*天頂引力を考慮しない $\sin(hR)$ と比較すると、本来の流星数 d/x は常に多くなる (図4)。
 → ZHR 算出時に $\sin(hR)$ で補正すると過修正。特に、輻射点高度が低いときに顕著 (図5)。

*天頂引力を考慮した $\sin(h')$ と比較しても、本来の流星数 d/x の方が多い。

ただし、輻射点高度が低いときにはかなり近くなる (図4)。

→ ZHR 算出時に $\sin(h')$ で補正すると若干過修正になり、輻射点高度が高い時のほうが影響は大きい。

ただし、おうし群で最大 4.4% の増加、ジャコビニ群で 10% の増加にとどまる。

→ 天頂引力を考慮した輻射点高度 h' を用いて補正をするのは、眼視観測の許容範囲といえる。

1. 流星観測の方法と流星群

眼視観測で得られた輻射点(流星群)と写真・電波観測で認められるものとはかなりの違いがある。そして、しばしば、眼視観測は精度が低いとして、写真・電波観測で認められた流星群が公式のものとして認められてしまう。しかし、鬼怒川流星会議でも述べたように、流星群がどのように認識されるのかは、観測方法によってかなり異なっている。流星会議でのレジュメから引用する。

流星群の活動強度(出現数)は観測方法により異なる。しぶんぎ群やオリオン群はどのような観測方法でも活発な活動が認められるが、それらは例外的である。

(A)写真観測では、明るい流星の割合が多い場合に空間密度が低くても流星群として認知される。

例1:「黄道型流星群」は写真観測によって確認・検出されている。

(B)電波観測では、暗い流星が多数観測され空間密度の低いものは認知されない。

例1:ペルセウス群やしし群は電波観測では小流星群に過ぎない。

(C)眼視は明るい流星であるが、空間密度が低いものは認知されない。

例1:「かみのけ群」のように、小流星群の観測は眼視観測間でも不一致が目立つ。

(D)写真・眼視と電波では異なる対象を観測している。問題点(課題)を挙げる。

(a)「流星」自体が、写真・眼視では可視光での発光現象、電波では電離現象である。

(b)(A)-(C)のように、認知される流星群自体が異なる。昼間群は電波観測の独壇場である。

(c)流星体の大きさにより、軌道の分散が異なる。

以下では、観測方法の違いにより、流星群はどのように認識されるのか検討する。

2. 写真観測と電波観測の違い:ペルセウス群を例として

写真観測のデータは小関が再計算して、一部に補正を加えた写真観測のデータを用い、電波観測はIAU meteor data centerのデータを利用している。ここでは、太陽黄経が $115 < L_s < 155$ 、輻射点の座標が $275 < L - L_s < 295$ 、 $30 < B < 45$ のものを仮に「ペルセウス群」として輻射点と速度の分布を検討している。

(1)輻射点分布

観測された輻射点の座標を黄経と黄緯に換算し、縦軸には黄緯、また黄経から太陽黄経を引いたものを横軸に取っている。写真観測(旧ソビエト)では観測輻射点が明らかな集中を示しているのに対して、電波観測(ハーバード)では集中が見られない。これは、写真観測と電波観測で「見ている」流星の違い、観測誤差と散在流星の混入が重なり合ったことによるものと考えられる。

(2)速度分布

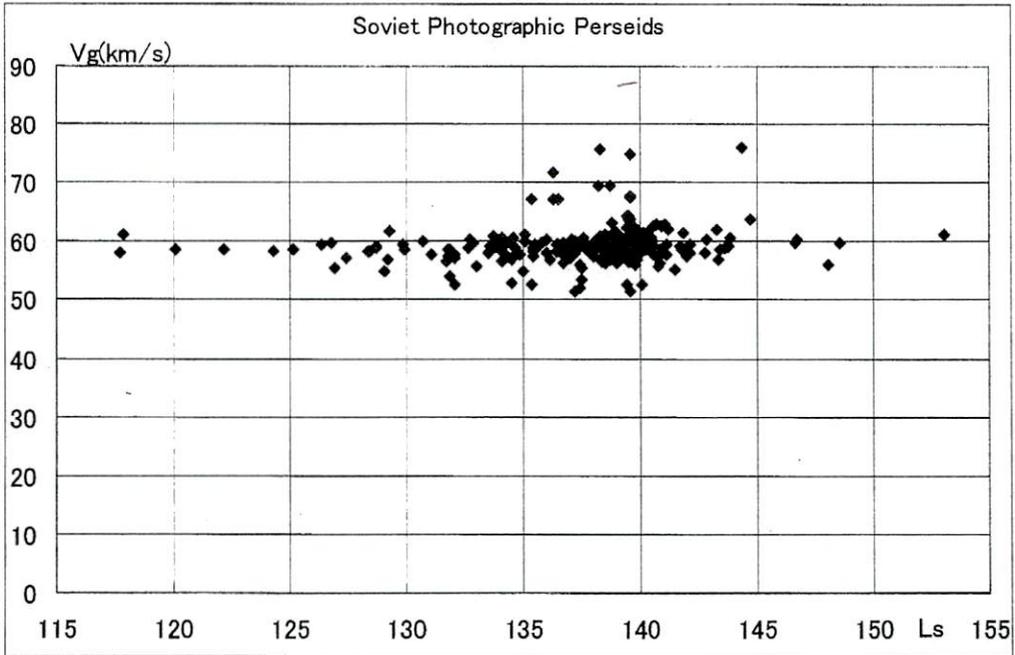
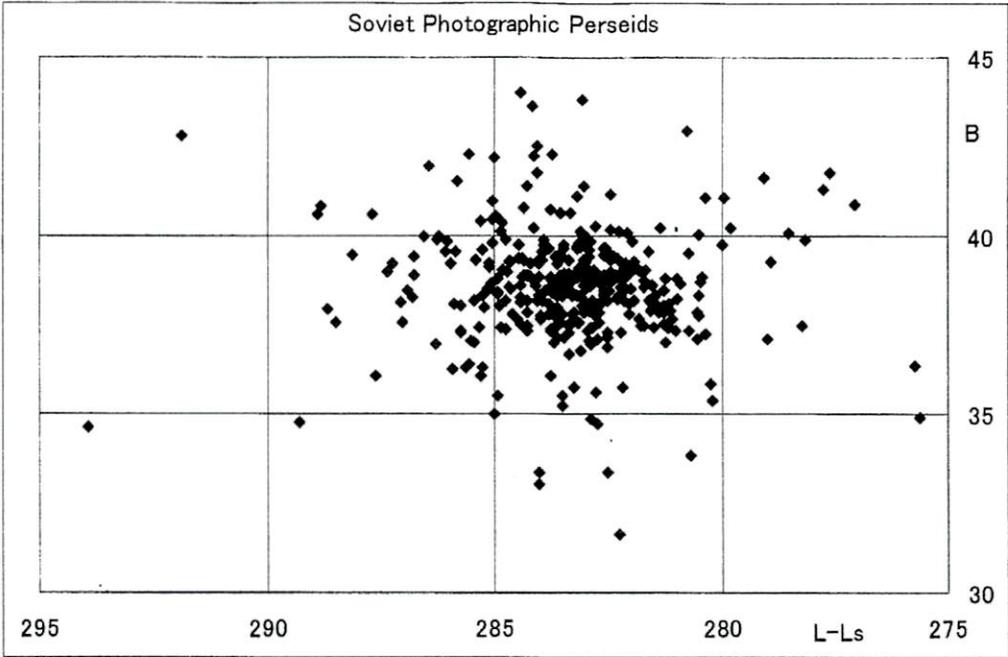
電波観測の場合には V_g ではなく、与えられた数値は V_0 となっているが、傾向をつかむには問題ない。横軸は観測時の太陽黄経であるが、写真では連続的に観測があるのに対して、電波では観測中断の期間があるため、とびとびのデータしかないことがわかる。また、ペルセウス群の極大期に当たる $L_s=140$ の付近であっても、 V_0 の分散は極めて大きい。これは、散在の混入ではなく、観測誤差の大きさを示すものと考えられる。ペルセウス群の速度 $V_0=60\text{km/s}$ から上下に分布が大きく伸びていることは、放物線・双曲線軌道をもつ流星が見せかけのものであることを示唆する。

3. 「かみのけ群」とは何か

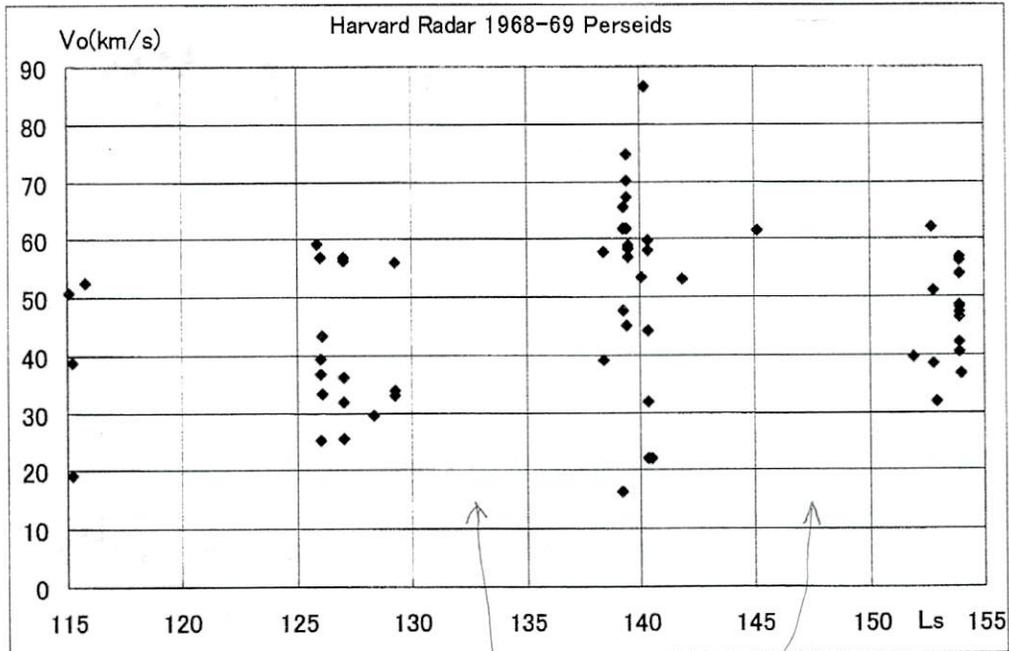
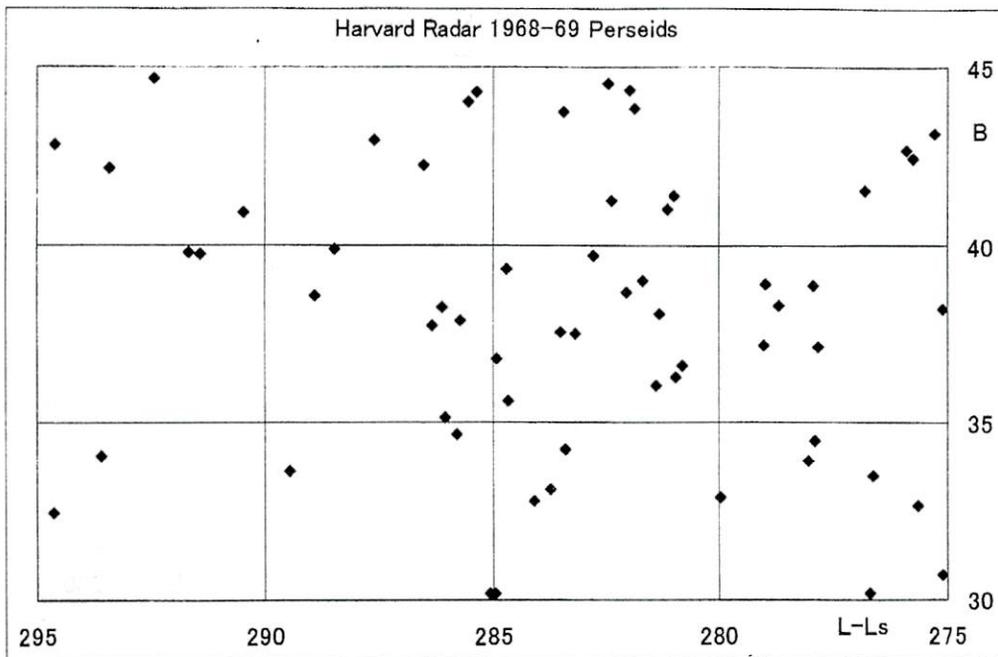
かみのけ群と称される活動が見られる輻射点領域 $230 < L - L_s < 255$ 、 $10 < B < 30$ について写真データを検索すると、 $200 < L_s < 310$ の広い期間にわたって輻射点が記録されていることが分かる。速度分布のグラフから、活動期を5つに分けて、輻射点分布を示したが、明瞭な集中はどの期間にも見られない。電波観測の状況も同様であり、これらの活動を「流星群」と呼ぶのか、黄道群同様に1つに括るのか十分検討する必要がある。

4. 予告編: CCDとIIではどのような違いを生じるのか

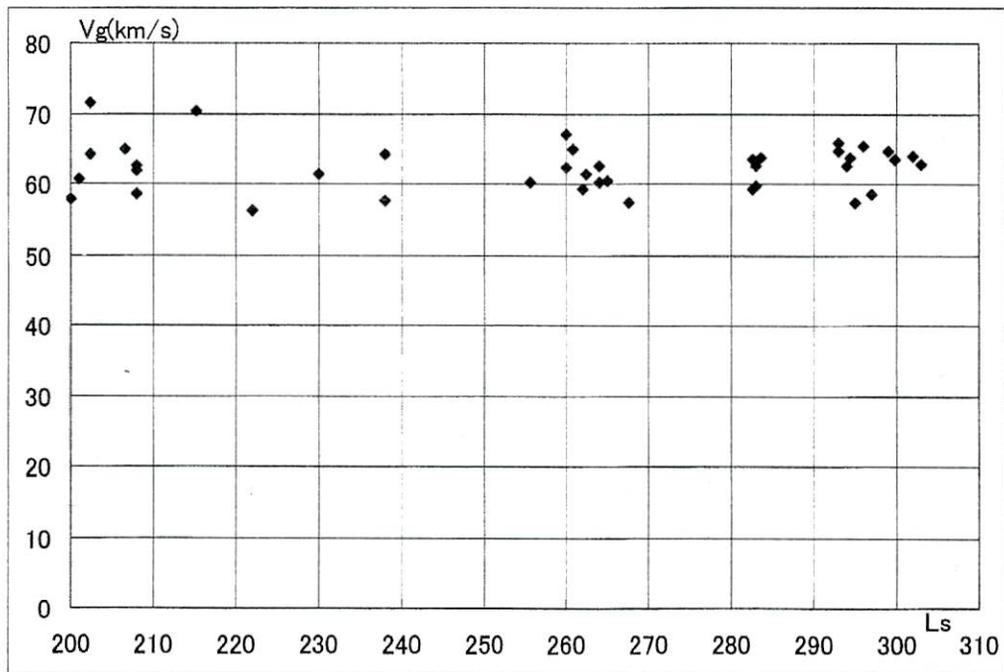
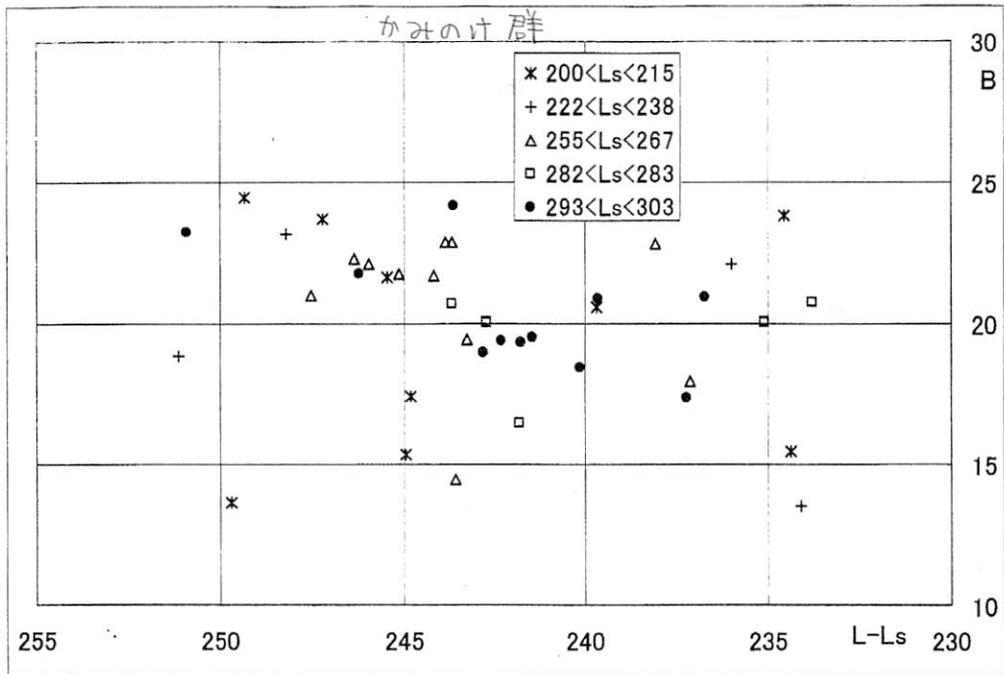
CCD観測とIIによる観測では、写真観測と電波観測に近い、違いが見られると想定される。質的に均一性の高いCCD観測として上田、II観測として重野のものを用いて分析を実施している。wgnへの投稿とともに、次回MSSでの発表を予定している。



軌道からD判定でノールセ群とした



空いているところは欠測



1. 流星観測の方法と特性

I I と CCD の特性比較

	CCD	I I
感度	写真観測レベルの明るい流星	電波観測に近いレベルの暗い流星
運用	連続運用が可能	連続運用が困難
レンズ	流星数を増すために広角=短焦点	暗い流星を捉えるために大型=長焦点
流星の角速度	短焦点のために小さい	長焦点のために大きい
流星の経路長	短く、視野内に収まりやすい	長く、視野内に収まらないことが多い
時間分解能	1/30	1/30
適合する流星群例	η -みずがめ	オリオン

2. 発光点高度・消滅点高度

流星の発光点・消滅点高度は、流星の対地速度、流星の光度（質量）等によって異なる。ここでは、様々な観測によって、同じ速度領域の流星について発光点・消滅点高度がどのように観測されているのか比較する。

同一の観測方法では、絶対等級の暗いものほど、発光点高度が下がり、消滅点高度が高くなるのが分かる。発光点高度の下がり方よりも消滅点高度の上がり方のほうが大きい。

発光点高度は観測方法によって明瞭な違いが見られ、火球ネットに比べて II では同じ等級の流星でもかなり高いところから発光を捉えていることが分かる。一方、消滅点高度は観測方法によらず、ほぼ流星の等級で決まるように見える。

発光点高度と消滅点高度の直線が交わる点が観測され得る限界等級ということになる。II ではおよそ+12 等級、CCD（上田）では+5 等級と推定される。もちろん、実際の限界はこれよりも明るいものになる。

3. 黄道型群(ANT)

年間を通して、太陽と反対方向に輻射点をもつ流星活動(ANT)が見られる。これは、木星軌道付近に遠日点をもつ彗星が多いのと同様に、流星粒子の集団も多いことを意味する。時期によって活動は変化し、活動の高まりについて「黄道型群」と呼ばれる場合がある。IMOでは「おうし群」を除いて ANT と総称しているが、必ずしも厳格な規定があるわけではない。

黄道型群の見え方を通して、CCD 観測と II 観測の特徴を見ることにする。4枚の図は、年間を通した太陽と反対方向(L-Ls, B)=(175~210, -15~+10)の輻射点分布を示したものである。ふたご群が左上、みずがめ δ 群が左下、おうし南群が中央下、おうし北群が中央上に見られる。これらの群は CCD と写真では明瞭であるが、II になると、散在に埋もれそうになる。さらに電波では、かろうじて、ふたご群の輻射点集中がみられるものの、散在流星による輻射点が圧倒的である。II と電波では、散在流星（バックグラウンド）の輻射点が右下から左上に向けて増加している。CCD と写真、II と電波の分布がそれぞれ似ている様子がうかがわれる。

4. 流星群の見え方

(1) α -Capricornids

やぎ群は眼視観測では「火球（明るい流星）が多い」とされてきた。その後、写真観測で得られた結果が重視されるようになり、やぎ群の諸要素は写真観測のデータを元としている。当然、+2 等級より明るい流星によるものである。ここでは、2度にわたる重野氏のグループによる II のオーストラリア遠征観測のデータと写真観測のデータを比較する。

II によって検出された「やぎ群」の平均光度は+5 等級である。観測期間は写真観測よりも遅い時期にあたり、輻射点の位置が 5~10 度西にずれている。II によって検出された活動と従来の「やぎ群」を同一の流星群と判定することには慎重さが要求される。

(2) γ -Ursae Minorids

果たして、電波観測で検出された流星群が眼視領域で観測され得るか、また、活動が突発的なものか定期的なものか、これからの観測が注目される。もちろん、電波観測とビデオ観測が果たして同定され得るものかの検証も必要である。Space weather watch というサイトに掲載された文章を引用する。

The shower has attracted attention before. It was discovered by Peter Brown and coworkers at the University of Western Ontario, who have recorded gamma Ursae Minorid echoes for the past five years using the Canadian Meteor Orbit Radar (CMOR). But until now, the meteors were invisibly faint. According to Jenniskens, 2010 marks the first bright outburst that could be seen with the unaided eye.

(3)流星群の検出

観測方法によって、特性に違いがあり、検出される流星群にも違いがあると考えられる。ここでは、上田、

重野、SonotaCo、IMO(Sirko Molau 等)によっても「ビデオ観測」で検出された流星群を比較する。

上田の観測に、しぶんぎ群が含まれていないように、観測期間が短い場合には、存在しても観測されない流星群が存在する。また、活動の年変化が大きいジャコビニ群はいずれによっても検出されていない。上田の観測で検出されていない他の群は出現数が少ないものと考えられる。この範囲を「定常群（確定された群）」と呼ぶことが妥当であろう。

重野が新たに見いだした群と IMO の新流星群は1つも共通しない。これが観測される流星の光度によるものか、流星群の検出方法によるものか検討する必要がある。なお、IMO の観測は(2)で引用した観測同様、単点観測によるものである。

5. まとめ

観測方法にはそれぞれ特徴がある。それによって、流星群の見え方は大きく変わる。観測をするにせよ、観測結果を分析するにせよ、違いを把握した上で行うべきであろう。

II は暗い流星を撮影できるところに最大の特徴がある。初期の電波観測の領域に達していると考えられ、電波観測との比較が重要となろう。

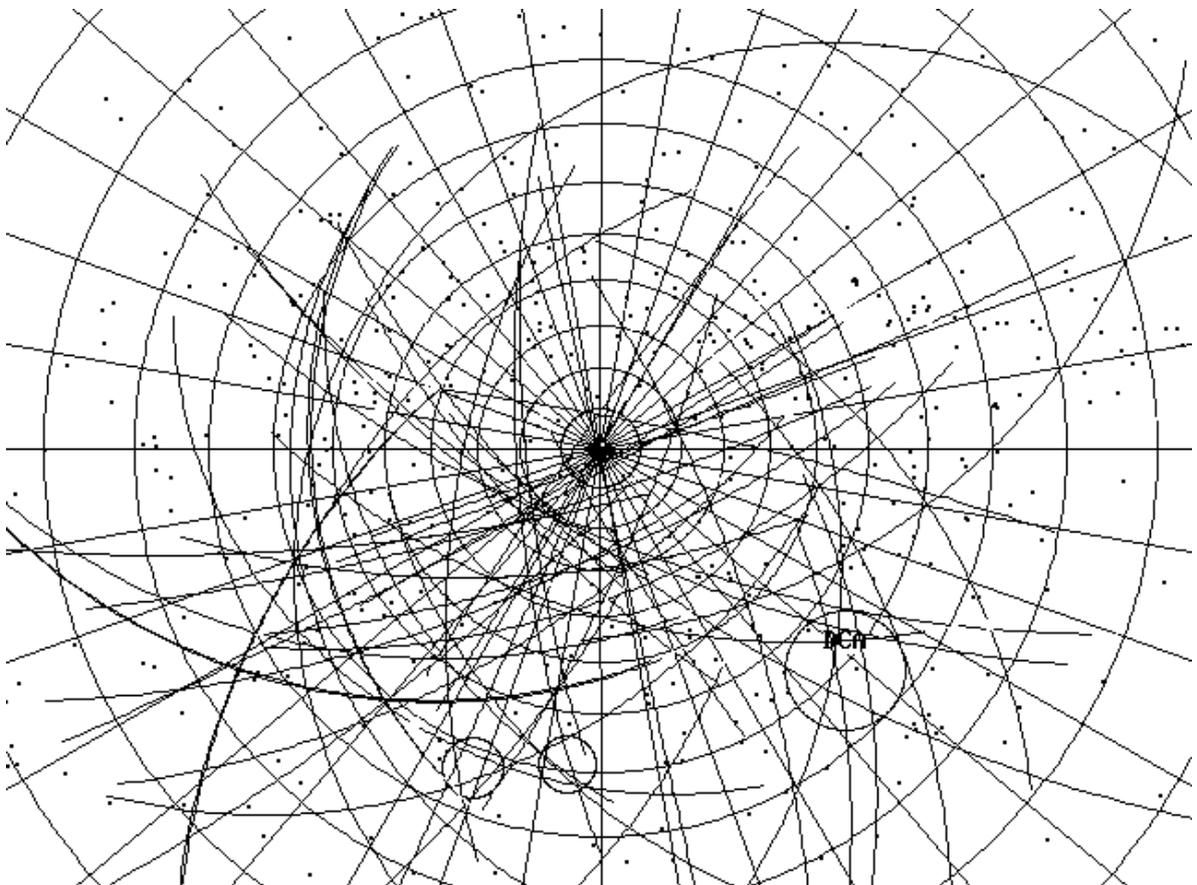
一方、CCD は連続運用が可能であることに長所がある。出現数が少なくとも長期にわたって活動する流星群の活動、突発的な出現のモニター等、過去の眼視・写真データとの比較により得るものが大きいと思われる。

また、いずれも画素数、録画の 30fps という制限がある。観測精度の向上を目指すことと、観測方法の特性をさらに活かすことのどちらが効率的か十分に検討の価値があるであろう。

γ -Ursae Minorids : 1/20-21 にフィンランドのビデオ観測で記録された流星経路

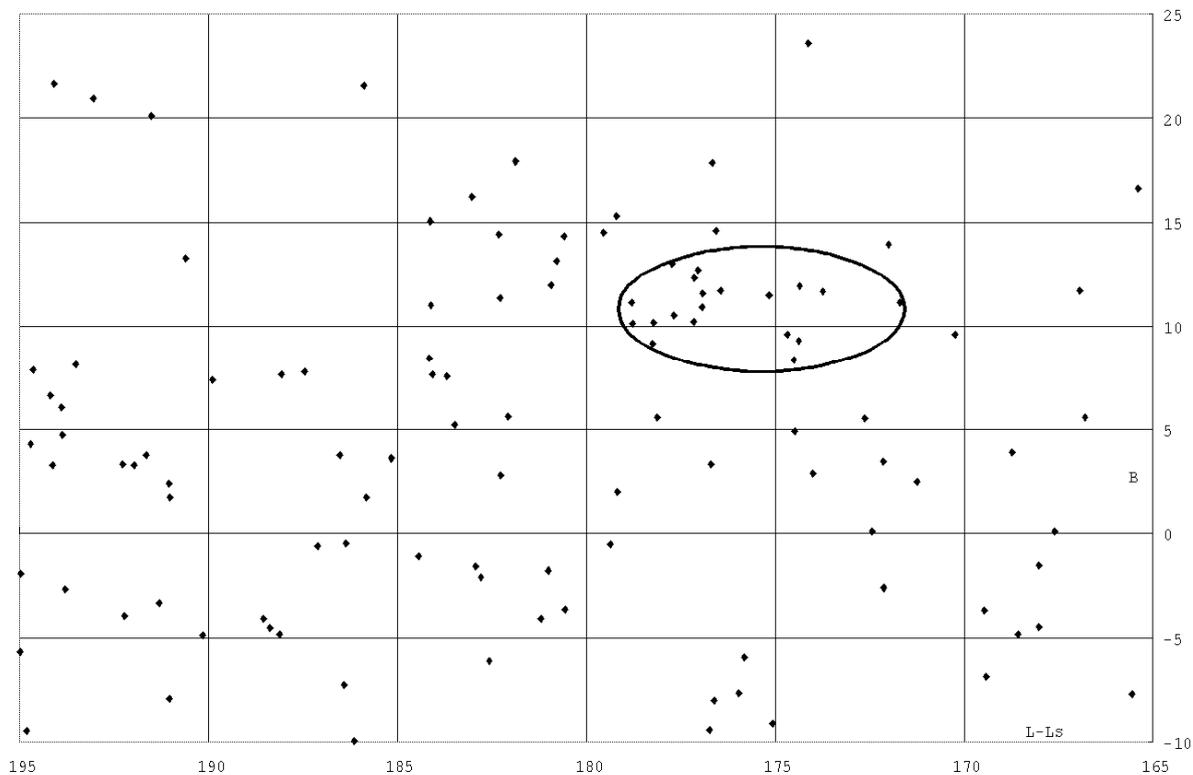
[IAUMDC に掲載されたデータ]

0404	GUM	gamma Ursae Minorids			Working shower					
Activity	S. Lon	RA	DE	dRA/dSL	dDE/dSL	VG	MDI	ZHR	DFP	DT
	[deg]	J2000				[km/s]		(max)		
annual	299.000	231.80	66.80	-	-	31.	-	-	-	-
Parent body:Unknown										
References:Brown et al. 2009										

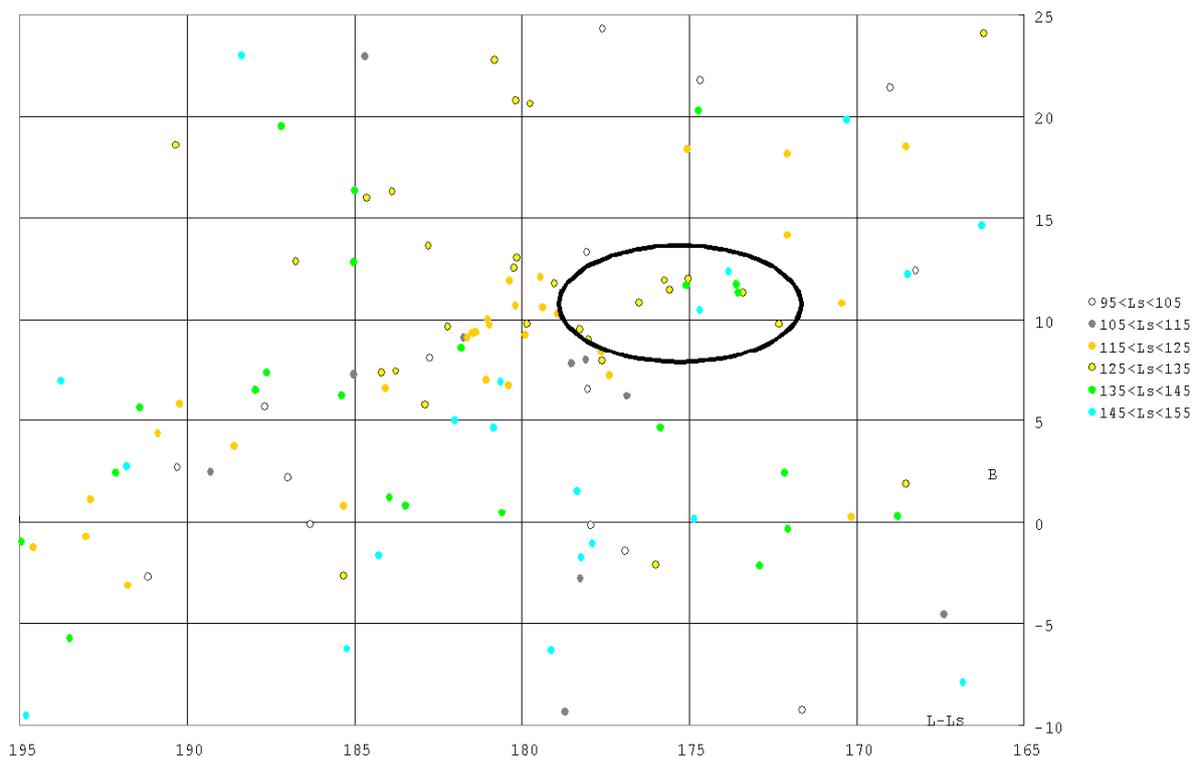


α -Capricornids: I I の観測と写真観測で得られた輻射点分布 (楕円が I I による活動中心)

α -Capricornids: Australia expeditions

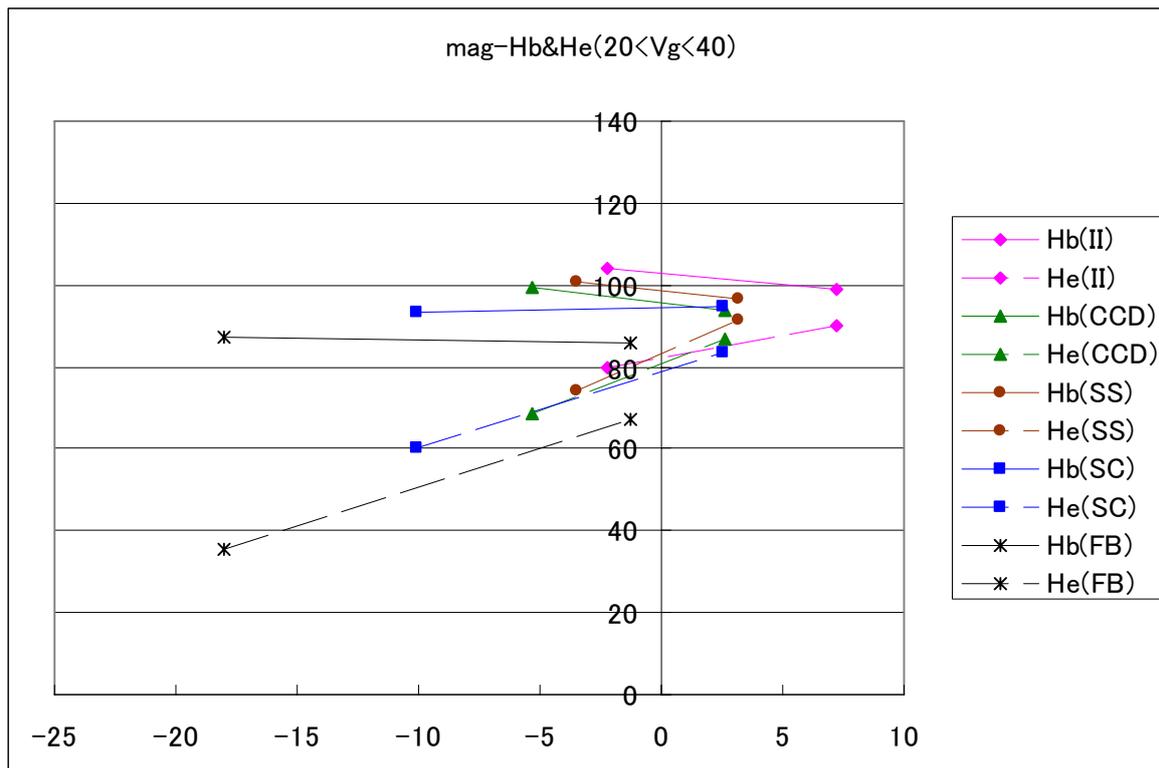


α -Capricornids: Photographic radiants



流星の絶対等級と発光点高度・消滅点高度の関係（地心速度が $20 < V_g < 40$ ）

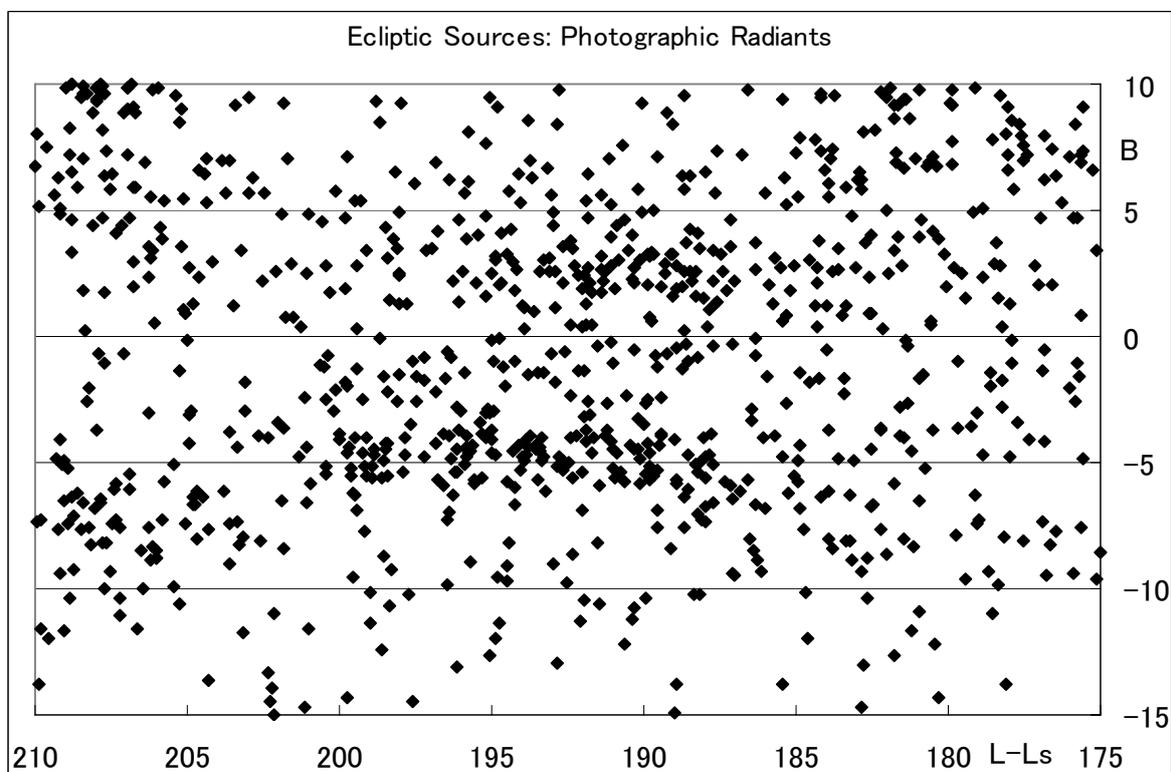
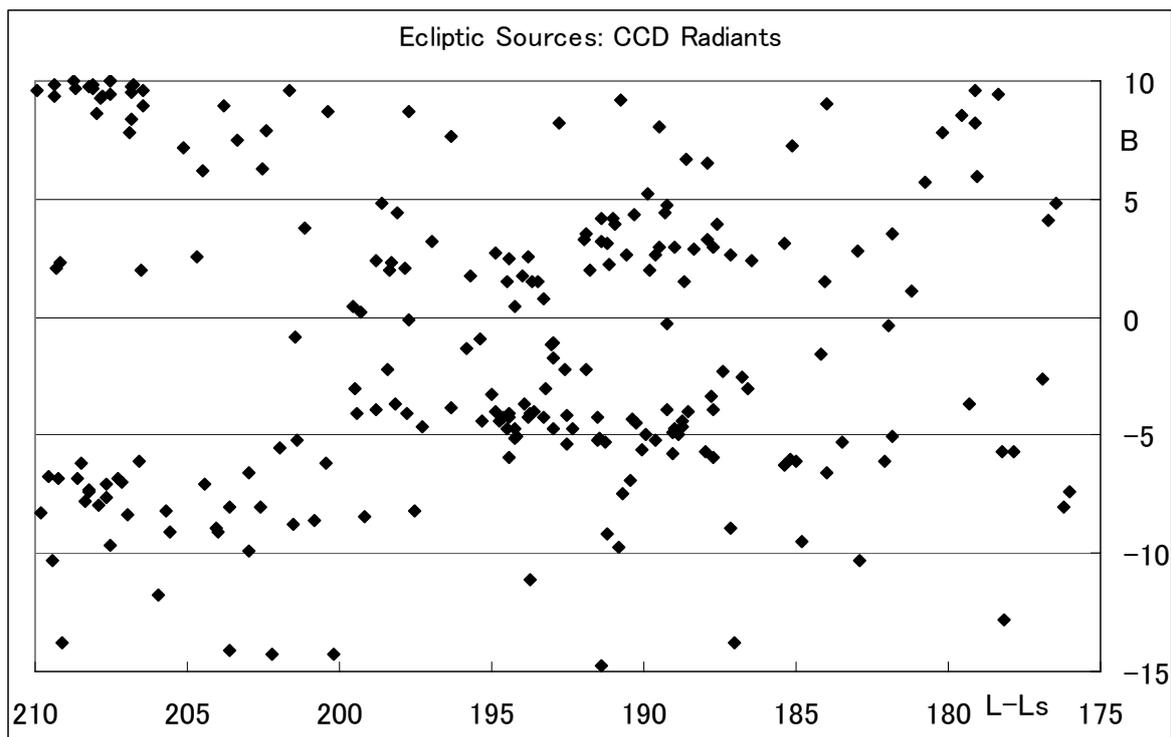
SS:スーパーシュミット、SC:小型カメラ、FB:火球ネット

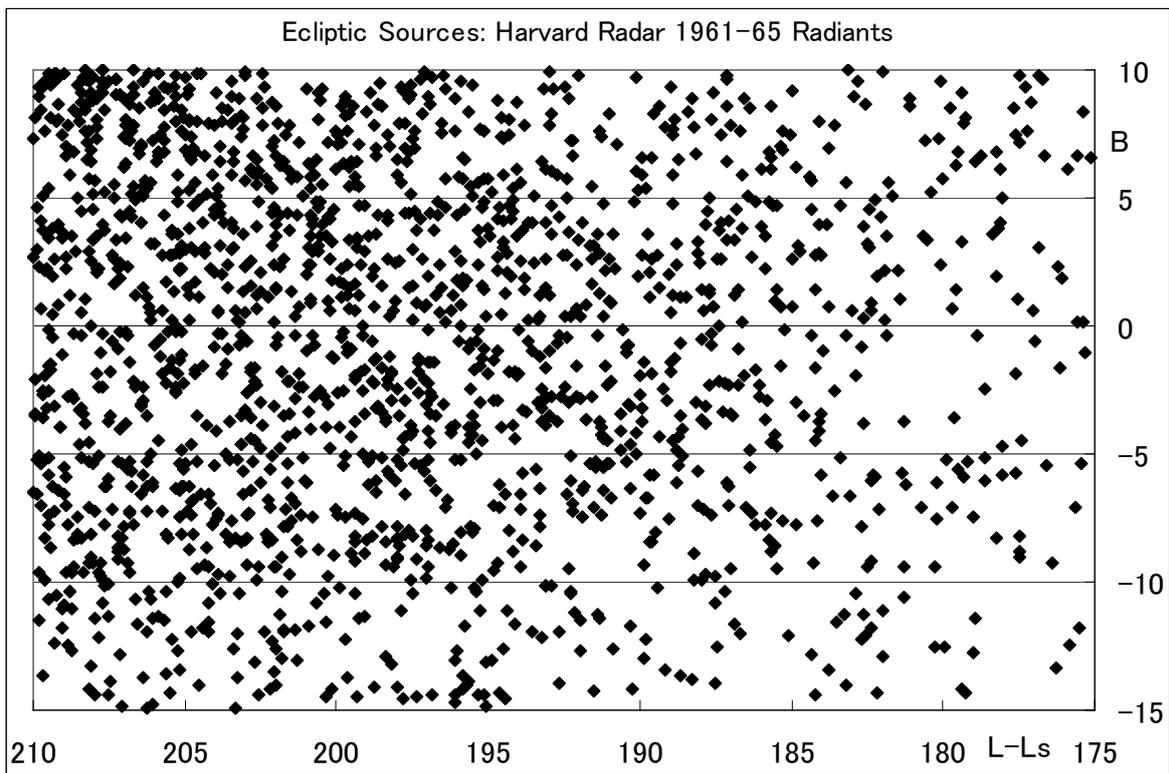
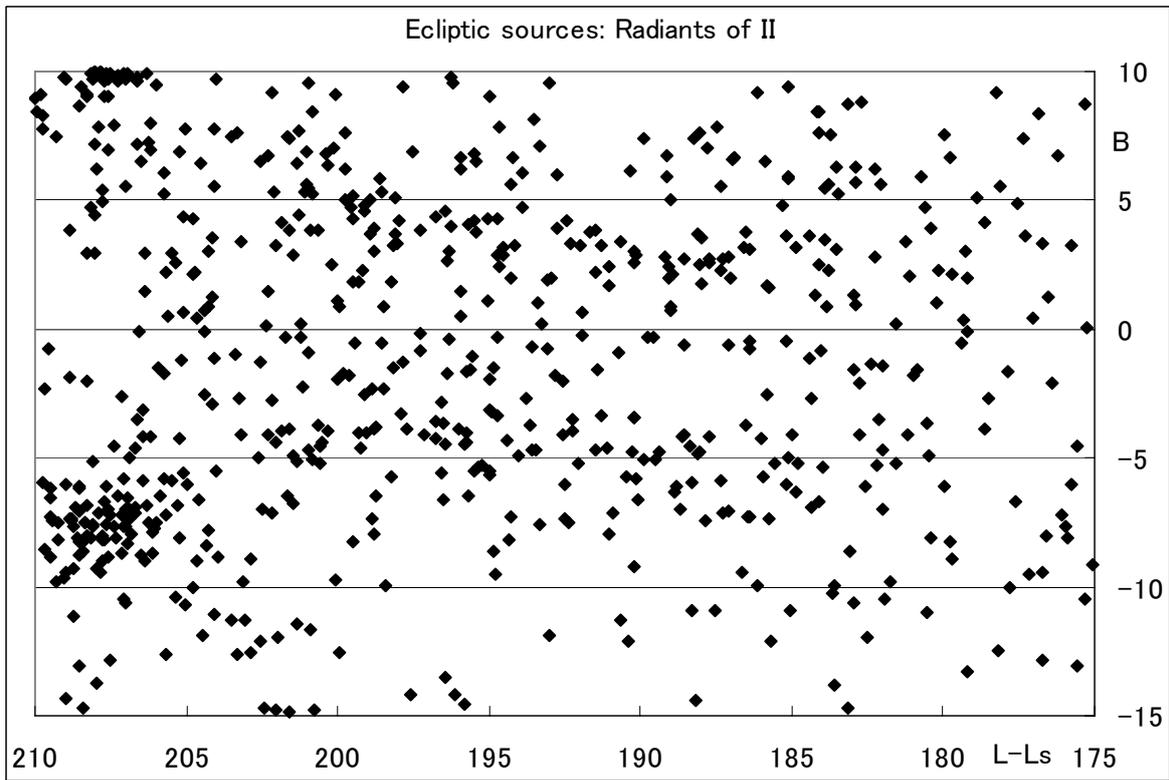


IAU の流星群表と上田(CCD)、重野(II)、SonotaCo(CCD)、IMO(CCD)の比較

MDC	Code	Shower	Ueda	Shigeno	SonotaCo	IMO
1	CAP	α -Capricornids	○	○	○	○
2	STA	Southern Taurids	○	-	○	○
3	SIA	Southern ι -Aquiriids	-	○	-	-
4	GEM	Geminids	○	○	○	○
5	SDA	Southern δ -Aquiriids	○	○	○	○
6	LYR	April Lyrids	○	-	○	○
7	PER	Perseids	○	○	○	○
8	ORI	Orionids	○	○	○	○
9	DRA	Oct. Draconids	-	-	-	-
10	QUA	Quadrantis Muralids	-	○	○	○
11*	EVI	η -Virginids	-	-	-	-
12	KCG	κ -Cygids	-	-	○	○
13	LEO	Leonids	○	○	○	○
14*	(XOR)	χ -Orionids	-	-	-	-
15	URS	Ursae Minorids (=Ursids)	-	○	○	○
16	HYD	σ -Hydrids	○	○	○	○
17	NTA	Northern Taurids	○	-	○	○
18	AND	Andromedids	-	-	○	○
19	MON	(Dec.) Monocerotids	-	○	○	○
20	COM	Dec. Comae Berenicids	-	-	○	○
21*	AVB	α -Virginids	-	-	-	-
22	LMI	Leonis Minorids	-	-	○	○
23*	EGE	ε -Geminids	-	-	-	○
24*	PEG	μ -Pegasids	-	-	-	-
25*	NOA	Northern Oct. (δ -)Arietids	-	-	-	-
26*	NDA	Northern δ -Aquiriids	-	-	-	-
27	KSE	κ -Serpentids	-	-	-	-
28*	SOA	Southern Oct. (δ -)Arietids	-	○	-	-
29*	(DLE)	δ -Leonids	-	-	-	-
30*	(PSC)	Piscids	-	-	-	-
31	ETA	η -Aquiriids	○	○	○	○
32*	DLM	Dec. Leonis Minorids	○	○	-	○
33	NIA	Northern ι -Aquiriids	-	-	-	-

黄道型群(ANT)付近の輻射点分布：横軸が輻射点の黄経-太陽黄経、縦軸が黄緯
—— CCDは写真、 I I は電波にそれぞれ近い分布を示す。





ペルセウス座流星群 眼視観測ガイド

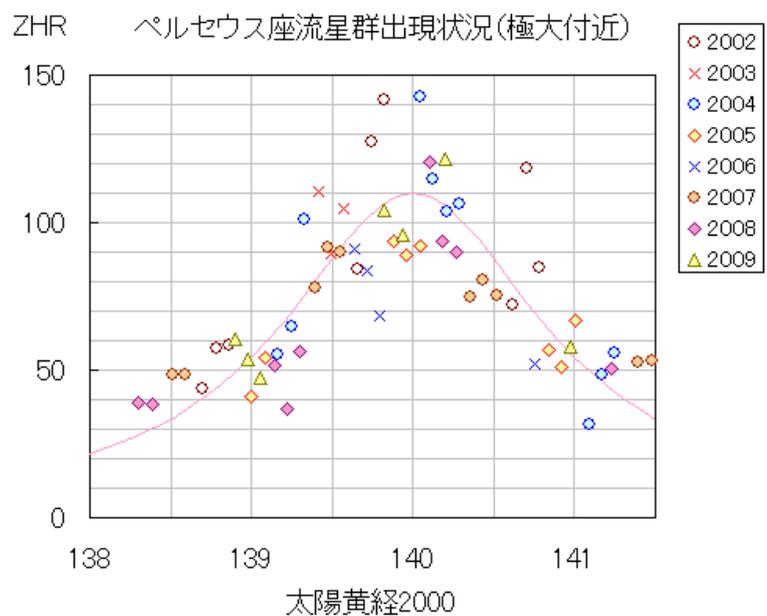
内山 茂男

1. 各観測方法の長所

- (1) 電波観測：天候無関係、24 時間観測可能。パトロール観測。他。
- (2) 写真観測：多点観測で高精度の軌道 ← 位置精度の高さ
- (3) TV 観測：自動検出により、パトロール観測。多点観測で軌道。小流星群の検出。他。
- (4) 眼視観測：ZHR 算出（流星群出現状況把握） ← 観測条件による補正がしやすい。

2. ペルセウス座流星群を観測しよう

- (1) 活動期間：
 - 7 月 17 日～8 月 24 日
- (2) 極大時刻：
 - 太陽黄経 140.0 度付近
 - 今年は 8 月 13 日 9 時 JST
- (3) 極大 ZHR：110 前後
- (4) 極大付近の特徴：
 - a. 1 日ずれると半減。
 - b. 極大付近では前後対称
 - c. 年によってバラつきあり
- (5) 今年の極大前後は、月明かりがない。（8 月 10 日が新月）
- (6) 1992 年に母天体（スィフト・タートル彗星、周期 130 年）が回帰。長期的に「出現数が減少していくのか、維持されるのか」が計数観測の注目ポイントの 1 つ。



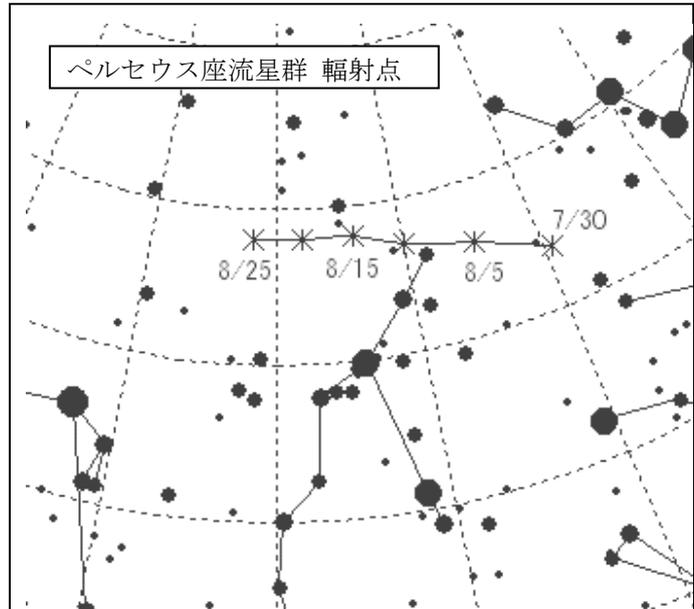
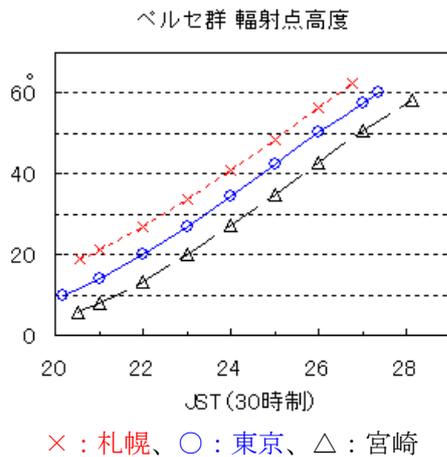
補足. ZHR とは

- (1) 理想的条件で観測者 1 人が 1 時間あたりに観測する群流星数。
- (2) 理想的条件とは：
 - 最微星 6.5 等、雲等なし、
 - 輻射点は天頂。
- (3) 観測者は標準的な観測者
- (4) Zenithal Hourly Rate の略。

3. ペルセ群をいつ観測する？

- (1) 第1おすすめ：8月12/13日。極大夜。たくさん見たいならこの夜。
- (2) 第2おすすめ：8月10/11日～14/15日。極大前後数日を観測すると、その変化がよく分かる。
- (3) 第3おすすめ：8月4/5日～18/19日。ZHR10以上で、月が下弦過ぎ～上弦過ぎ。
- (4) 観測時刻は：基本は23時以後、3時30分まで（輻射点高度が30度程度以上、薄明開始直後まで）
ただし、22時から（輻射点高度20度）も可。

※輻射点高度が高い方が、群流星数は多い。輻射点高度が低い方が、長経路流星が多い。



4. 眼視観測方法

- (1) グランドシート or サマーベッド に寝転がり、夜空を広く見えるようにする。
- (2) 観測開始前に次のことを確認。
 - a. 主な星座。
 - b. 輻射点位置。
 - c. 主な恒星の等級（流星の等級判定用）。
 - d. 最微星確認エリア
- (3) おすすめ観測方向は、高度60～70度。輻射点が見える方向（群判定ができるように）。複数の観測者で同時に観測する場合は、観測方向を少し変えて。ただし、個人計数観測が基本。グループ計数観測はおすすめしない。
- (4) 人数が多い場合、記録係をつくる。1人 or 少ない場合には、録音 or さぐり書き で記録（観測者ではできるだけ夜空から眼を離さない）。
- (5) 長時間観測は、疲労による補足率の低下につながることもある。連続2時間まで（休憩を）。

5. 眼視観測をするときに記録すること

- (1) 観測日：2重日付使用。例：8月12日から13日にかけての夜の場合「8月12/13日」。
- (2) 観測者名
- (3) 観測開始時刻、終了時刻（中断時刻）：24時制を使用するのが普通。観測時間が長い場合には、1時間程度（30分以上）の区分に分けて記録・報告する。観測開始時刻は、00分ちょうどにこだわる必要はない。
- (4) 雲量・最微星：観測区分毎。観測区分途中で変化したら平均を求める。

6. 観測中、流星が出現したときに記録すること

- (1) 出現時刻：計数観測では分単位で十分。5分単位でも支障なし。
- (2) 光度（等級）：周辺の恒星の等級と比較して判定。1等単位で記録すればよい。
- (3) 群判定：流星群名、または散在流星。
- (4) 痕の有無：痕が残ったら「痕あり」。痕は英語で **Train**。必ず記録する必要はない。
- (5) 速度：vR, R, rR, M, rS, S, vS の7段階で記録することが多い。R: Rapid(速い), M: Medium(中程度), S: Slow(遅い) と、v: very(とても), r: rather(やや)を組み合わせたもの。5段階などでも可。必ず記録する必要はないが、これを記録するようにすると速度感覚が養える。
- (6) その他：永続痕など、特徴的な流星で記録することあり。

7. 記録項目の補足説明

(1) 群判定

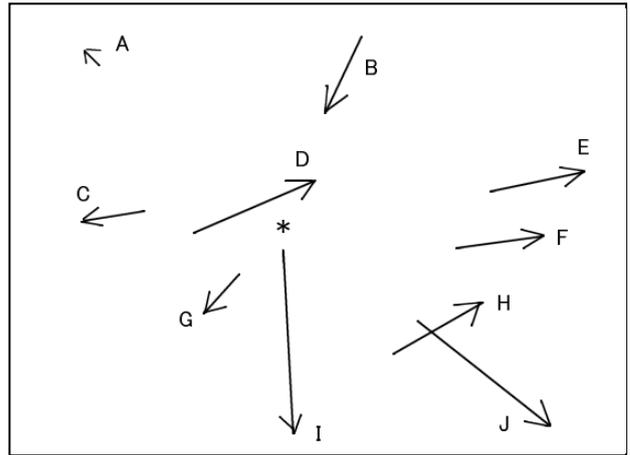
(1-1) 次の3つの条件を全て満たしていれば、群流星。

- a) 輻射点方向から飛来
- b) 輻射点の近くでは短く、離れるとやや長い。
(明るい流星はやや長い傾向あり)
- c) 速度などの性状 (ペルセ群はやや速い)

(1-2) 輻射点は「点」ではなく、「エリア」

(1-3) 主要群の極大付近では、群判定は甘めでよい。

※ 右図で“*”印が輻射点の位置とすると、A~Jの流星のうち、どれが群流星？



(2) 雲量

- (2-1) 完曇は雲量10。だいたいを見積もる。(雲量4以上は観測データとして質が落ちる)
- (2-1) 観測視野の中の雲量を見積もる。(全天の雲量ではない)
- (2-2) 雲以外の障害物も含む。ただし、なるべく障害物の少ない方向を観測する。
- (2-3) 視野周辺部の雲の影響は少なく、中心付近の影響は大きい。

(3) 最微星

- (3-1) 0.1等単位で測定し、報告。(0.01等単位も可)
- (3-2) エリア法。2つ以上のエリアを使うのがおすすめ。
- (3-3) そらし眼で見る。
- (3-4) 一応見えていそうな等級まで。

8. 観測報告例

(1) 主要流星群速報集計 (report@nms.gr.jp)

(観測後なるべく早く報告(2~3日以内推奨))

DATE	JST	TIME	aM	Spo.	ORI	NTA	STA	Lm	CL	Dir

Oct./2005										
27/28	02:30-03:25	55	9	4	3	1	1	5.5	0	Per
	03:25-04:15	50	9	4	3	1	1	5.4	0	Aur

観測地：茨城県桜川市(筑波山) 東経140d6m、北緯36d14m

観測方法：計数

内山 茂男 (うちやま しげお)

*日付は2重日付:「27/28」とは「27日から28日にかけての夜」

*JST: 日本時間。時刻は24時間制

*TIME: 観測時間(分)

*aM: 全流星数(all Meteor)

*Spo: 散在流星数

*ORI・NTA・STA: 各流星群名
ペルセ群はPER。

*Lm: 最微星

*CL: 雲量

*Dir: 観測方向。天頂なら“Z”。
星座名もOK。

*観測地は「都道府県市町村等」と
東経・北緯(分までで十分)。

8. 観測報告例（続き）

(2) 日本流星研究会 月別正式報告 (visual@nms.gr.jp)

2005年10月 眼視観測報告

観測者：内山 茂男（うちやま しげお）
観測地 A：茨城県桜川市（筑波山） 東経 140d06m、北緯 36d14m
観測方法：計数

観測日	観測時刻	時間	方向	流星数	最微	雲量	群流星			Loc.
							ORI	NTA	STA	
23/24	02:30-03:20	50	Per	18	5.4	0.5	9	0	0	A
23/24	03:20-04:10	50	Per	11	5.3	1.0	7	0	0	A
27/28	02:30-03:25	55	Per	9	5.5	0	3	1	1	A
27/28	03:25-04:15	50	Aur	9	5.4	0	3	1	1	A
31/01	22:25-23:40	75	Per	13	5.3	0.7	1	1	5	A
合計	3夜	280		60						

ORI：オリオン群
NTA：おうし北群
STA：おうし南群

光度分布
23/24日

	-4	-3	-2	-1	0	1	2	3	4	Ave
ORI	1	0	1	0	2	1	4	5	2	1.63
Spo	0	0	0	1	1	2	3	2	4	2.23

(以下、他の日の光度分布省略)

*この月別報告は、原則として、1カ月分をまとめて、翌月の10日までに報告する。
*31/01日は、31日の月に含めて報告する。
*観測方法には「計数観測」と「記録観測（プロット観測）」があります。記録観測とは「星図に流星経路を記録する観測方法」です。小流星群の観測やパトロール観測では、記録観測がおすすめです。

9. 詳しくは

内山茂男のページ：<http://homepage2.nifty.com/s-uchiyama/index.html>

流星の部屋：<http://homepage2.nifty.com/s-uchiyama/meteor/meteor-index.html>

「流星とは」「流星の眼視観測をしよう」「流星群解説」「主要流星群出現状況」「流星に関する解説」等があります。

※「日本流星研究会」のHPからもリンクされています。「内山茂男」で検索しても見つかります。

7. 群流星の解答 (人によって判定が異なるかと思いますが、内山の判定は次の通りです。)

- (1) 群流星と判定するべきは「C, E, F, G, J」。(ただし、速度条件を満たしていれば。)
- (2) Aは輻射点方向から流れてきているが、経路が短すぎるので、おそらく群流星ではない。ただし、「輻射点が高い時刻」かつ「流星が暗い」場合には、群流星の場合もある。
- (3) Iは輻射点方向から流れているが、経路が長すぎる。群流星でここまで長いものはない。Jくらいの長さは存在。
- (4) CとFは、輻射点から少しずれている。しかし、「輻射点は点ではない」と、「眼視観測で経路をそれほど正確に捉えられない」ので、この程度であれば群流星としてよい。このとき、流星の速さ等が重要なポイントとなる。

重野DVDで遊ぶ

2012/7/1 流星物理セミナー
日本流星研究会 小関正広

1. はじめに

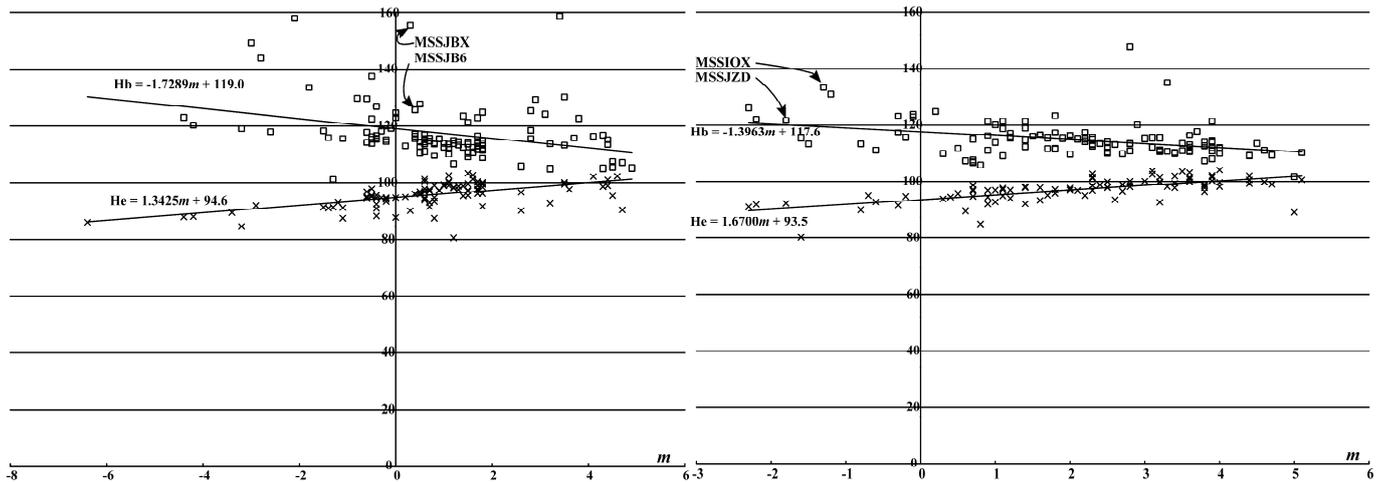
今回の発表の目的は、あくまで「遊ぶ」ことであり、結論を導こうという意図はない。重野DVDという流星アマチュアにとって遊ぶネタの宝庫が手つかずのままであるのはもったいないことである。いろいろな遊び方ができると思われるが、今回は流星の発光点に着目した。

2. データ

II によって得られた軌道を D(M, N)によって主要流星群に仕分けして、発光点/消滅点を調べると、しし群とペルセウス群の中には、回帰直線から飛び離れて高い発光点を持つものが存在する。

しし群

ペルセウス群



しし群

ID	Year	α	δ	Vg	e	q	i	ω	Ω	m	Hb	He
MSSJB6	2001	153.45	21.57	71.1	0.947	0.988	163.0	177.0	236.4	0.4	125.5	
MSSJBX	2001	154.42	21.38	70.3	0.875	0.986	162.6	173.6	236.5	0.3	155.3	

ペルセウス群

ID	Year	α	δ	Vg	e	q	i	ω	Ω	m	Hb	He
MSSJZD	2004	47.12	57.24	59.0	0.903	0.957	114.1	152.1	140.3	-1.8	121.7	92.2
MSSIOX	1996	46.53	57.70	59.5	0.976	0.955	113.6	152.0	139.4	-1.3	133.3	

3. 流星画像の処理

DVDの画像を Stella Image 5 で取り込んで、全経路と発光点付近の各フレームの画像を観測点毎に示す。全経路は「合成・コンポジット・明るい方」を選択して実行した。また、各フレームの画像は Photoshop に取り込んで加工している。

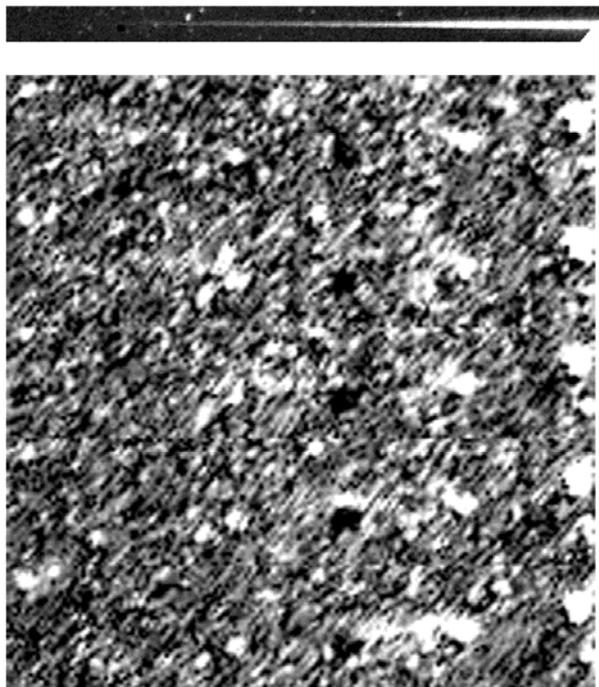
4. 遊ぶ

画像を見て思いついたことを書き並べることにする。あくまで、理屈よりも感じたままの遊びである。

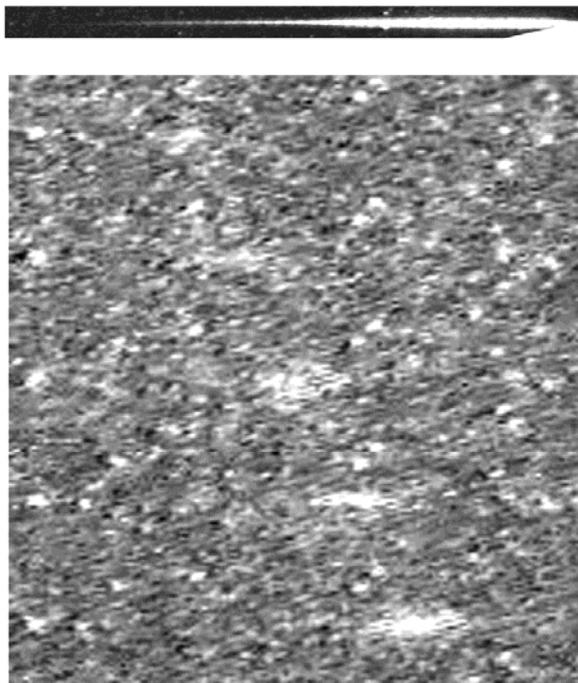
- (1) 発光点が低いものも条件が良ければ、もっと高いところまで観測できるのか？
 - a) 経路と観測地点との角度が小さく、経路が短い場合には撮影しにくいのだろうか？
 - b) 撮影機材（レンズ）による差があるのではないだろうか？
 - c) 透明度の差はないのだろうか？
- (2) 発光点の違いは、流星体の組成・構造の差を示すのではないだろうか？
 - a) MSSJBX 等のように、<途切れて>見えるのは組成のもろさを示すのだろうか？
 - b) MSSJBX は像が不鮮明なのは、流星体が脆いせいと、それで発光点も高いのだろうか？
 - c) ペルセウス群の方がしし群よりも流星体（発光部）が鮮明なのは、流星物質の違いを示すのだろうか？
- (3) II よりも感度の高い機材を使えば、もっと高い部分の発光を捉えられるのだろうか？
 - a) 同じ等級の流星でも、小型カメラ、SS、II の順に発光点光度が高くなる。
 - b) 電波流星はもっと発光点が高くなるのだろうか？

Perseids(1996/Aug.11):MSSI0X=181055

Station 1

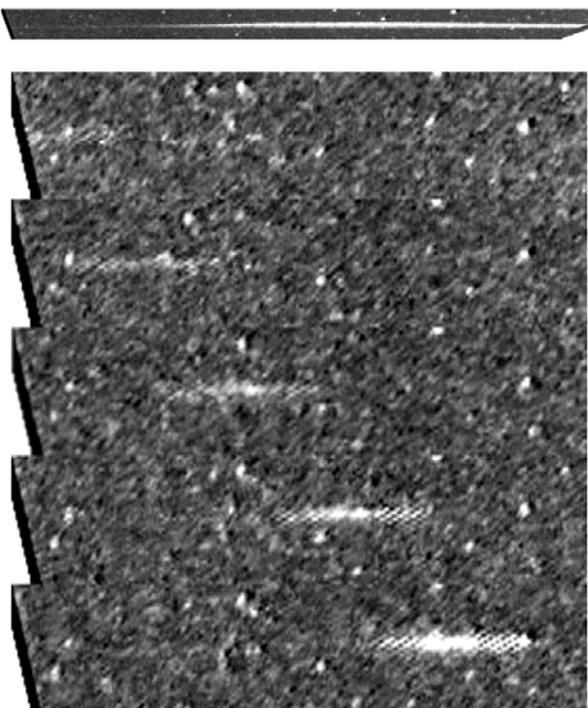


Station 2

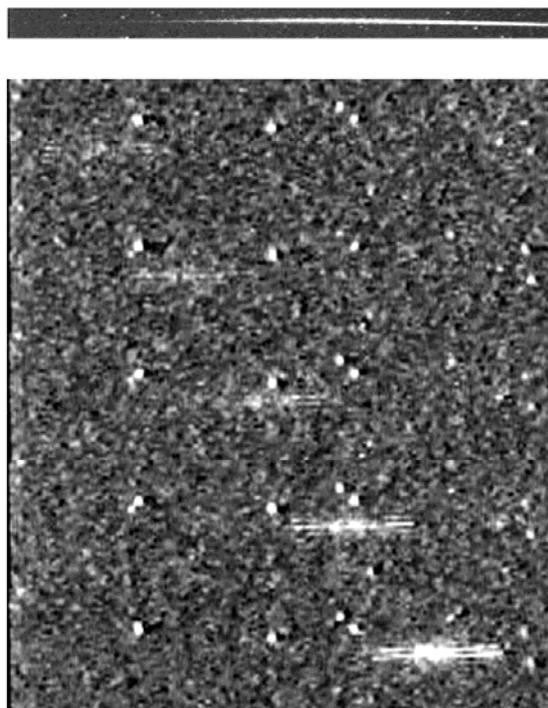


Leonids(2001/Nov.18):MSSJB6=172540

Station 1

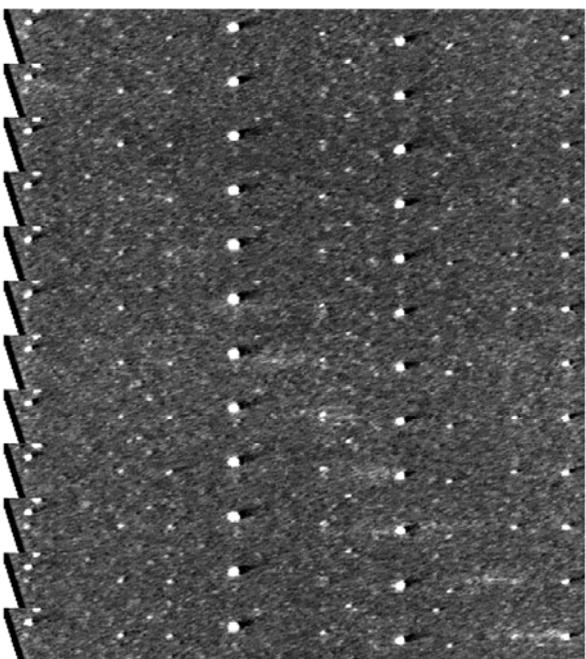


Station 2

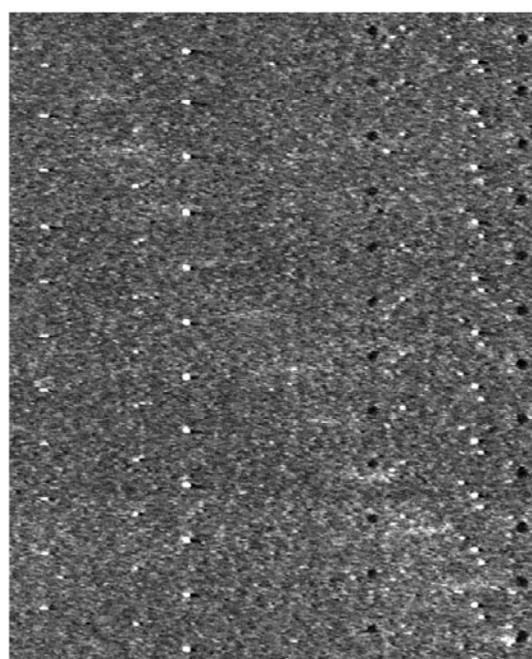


Leonids(2001/Nov.18):MSSJBX=181827

Station 1

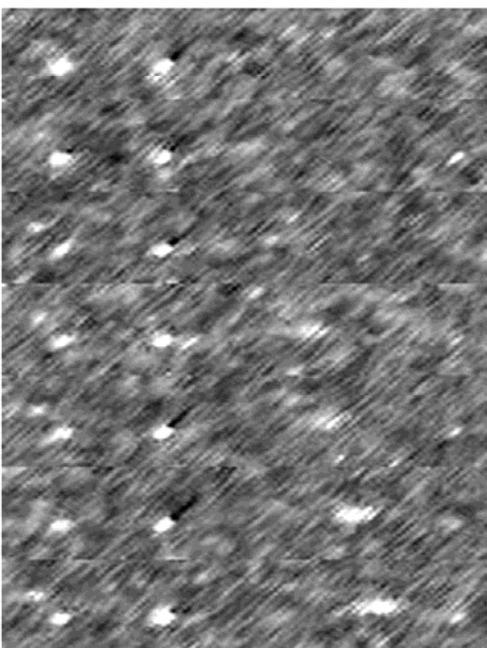


Station 2

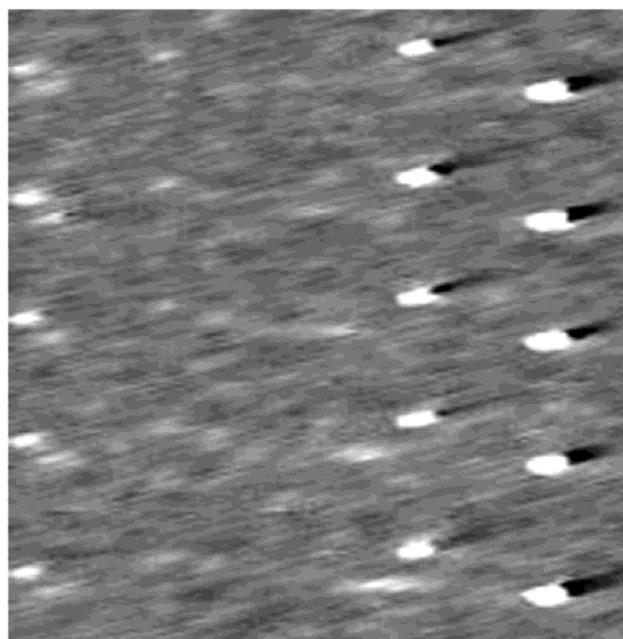


Perseids(2004/Aug.12):MSSJZD=173544

Station 1



Station 2



最微星 5.0 以下の空で眼視観測は何を目指すべきか
 ——明大天文部ふたご群の観測

2014/2/2 流星物理セミナー
 日本流星研究会 小関正広

はじめに

付録に meteorobs に投稿されたものを掲載したが、日本だけでなく、条件の悪い空の下で眼視観測に科学的な意義を見出せるのかは深刻な問いかけになっている。ZHR を求めることだけが目的であれば、都市における眼視観測に意義を見出すことは困難になる。本稿では、最微星が 4~5 等の空における眼視観測の意義を明大天文部の観測をもとに考察する。

光度比を求める

2 年前の MSS で「明大天文部の眼視グループ観測から分かること」という発表をしている。眼視観測で求められるものは ZHR だけではないことを、光度比という流星研究における基礎データを求めることにより示すことにする。今回は光度比の求め方について詳述して、「観測すればお終い」ではなく、データ集計にも別の楽しみがあることを示したい。光度比の求め方にはいくつかの方法があり、一長一短があるのでまずは各方法を紹介する。

(1) 光度比の意味と光度比の最も基本的な求め方

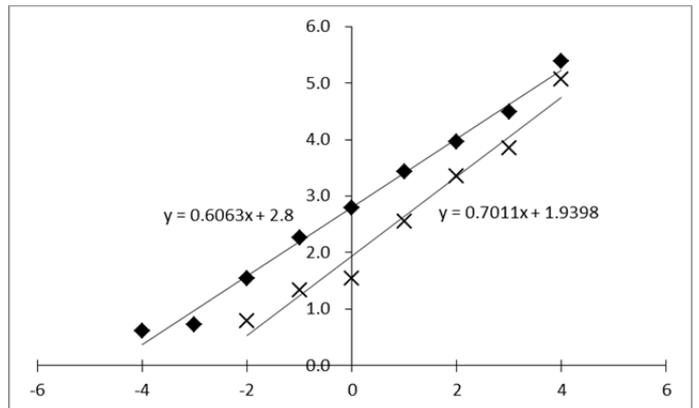
	-4	-3	-2	-1	0	1	2	3	4
GEM	3	3	17	76	214	624	584	246	17
SPO	0	0	3	9	12	84	142	57	8
LM4.5	0.73	0.57	0.48	0.42	0.343	0.232	0.064	0.008	7E-05
log(GEM')	0.614	0.721	1.549	2.258	2.795	3.430	3.960	4.488	5.385
log(SPO')			0.796	1.331	1.544	2.559	3.346	3.853	5.058

流星数は光度により等比級数的に増加すると考えられている。

$$N = N_0 r^{m-m_0}$$

m_0 等における流星数を N_0 とするとき、 m 等の流星数が光度比 r によって、 N で与えられるとみなす。経験的にこの関係は妥当と考えられている。

光度比を求めるには、観測流星数を視認率（捕捉率、以下 pc と略す）で補正する必要がある。ここでは Kresáková のものを用いる。表の 1 行目、2 行目が観測値、3 行目が pc である。Kresáková の pc は最微星 6.5 に対するものであるが、明大天文部の観測では平均が 4.5 等星であるので、それを 2.0 等星として、6 等星に対する pc を 4 等星に用いることができると仮定する。4 行目、5 行目は、GEM/pc、SPO/pc の対数をとったもので、エクセル等の表計算ソフトを使えば右図のように、近似直線とその傾きを容易に得ることができる。ここで直線の傾きを使えば、光度比 r は次の計算で簡単に求められる。この方法は、少ない明るい流星の数が過大に評価されるという欠点がある。



ここで直線の傾きを使えば、光度比 r は次の計算で簡単に求められる。この方法は、少ない明るい流星の数が過大に評価されるという欠点がある。

$$r_{\text{GEM}}(-4 \sim 4) = 10^{0.6063} = 4.039$$

$$r_{\text{SPO}}(-2 \sim 4) = 10^{0.7011} = 5.025$$

(2) 植木核栄氏が提唱した方法

(1) を最小二乗ではなく、最尤推定値を求めることによって、改善したものである。

GEM						SPO					
M	N	pc	N'	\bar{m}	r	M	N	pc	N'	\bar{m}	r
-4	3	0.73	4.1			-4	0	0.73			
-3	3	0.57	5.3	-3.438	3.281	-3	0	0.57			
-2	17	0.48	35.4	-2.301	4.322	-2	3	0.48	6.3		
-1	76	0.42	181.0	-1.258	4.874	-1	9	0.42	21.4	-1.226	5.429
0	214	0.343	623.9	-0.334	3.992	0	12	0.343	35.0	-0.541	2.847
1	624	0.232	2689.7	0.680	4.122	1	84	0.232	362.1	0.773	5.397
2	584	0.064	9125.0	1.631	3.710	2	142	0.064	2218.7	1.803	6.071
3	246	0.008	30750.0	2.601	3.504	3	57	0.008	7125.0	2.676	4.087
4	17	7E-05	242857.1	3.788	5.712	4	8	7E-05	114285.7	3.896	10.592
				$r(-3 \sim 3)$	3.972					$r(-1 \sim 3)$	4.766

前回はこの方法で明大天文部の観測を分析している。やはり、pc によって補正する必要がある。GEM、SPO の各 4 列目が pc で補正した流星数、5 列目が補正した流星数による平均光度である。この平均光度から次式によって求めた光度比 r を 6 列目に示した。 \bar{m} は光度 M 等までの平均光度である。

$$r = 1 + \frac{1}{M - m}$$

(3) 散在流星の光度比を仮定する方法

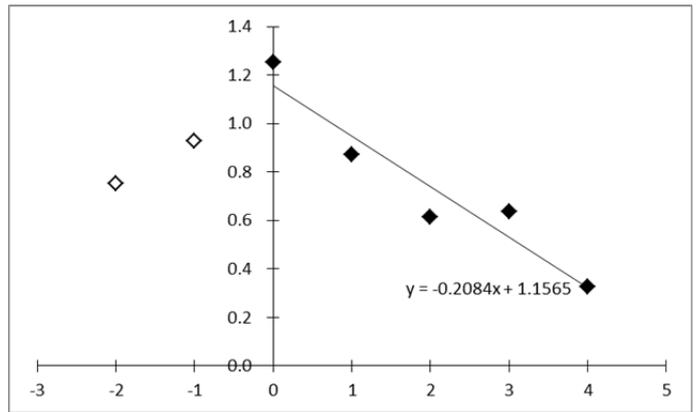
天文回報 2 月号でも紹介しているが、pc を用いない点と最微星に影響されない点に特徴がある。

mag	-4	-3	-2	-1	0	1	2	3	4
GEM	3	3	17	76	214	624	584	246	17
SPO	0	0	3	9	12	84	142	57	8
log(GEM/SPO)			0.753	0.927	1.251	0.871	0.614	0.635	0.327

$$r_{\text{GEM}}(0 \sim 4) = 3.5 \times 10^{-0.2084} = 2.166$$

この方法は散在流星の観測が十分ないと使えないが、団体観測では適用可能である。

3 行目は GEM/SPO の対数であり、これから右図を作成することも表計算ソフトで容易にできる。ここで問題となるのは、-2、-1 等で GEM/SPO の比が大きく外れていることである。ここでは、-2、-1 等のデータを別系列として、0~4 等のデータについての近似直線を求めている。



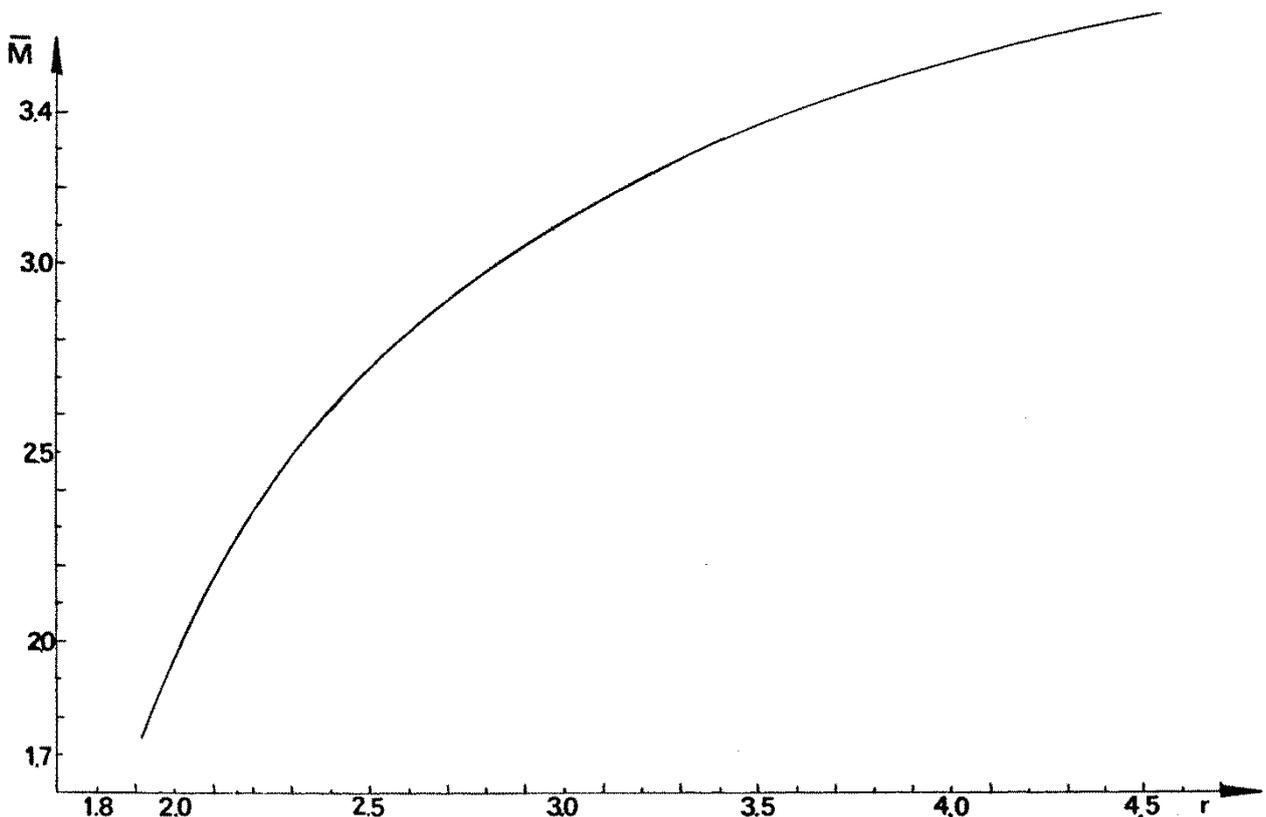
この場合には、散在流星を基準としているので、(1)のように、直線の傾きだけから光度比 r を求めることはできない。散在流星の光度比を 3.5 と仮定すると、(1)の式に 3.5 を掛ければ光度比 r を求めることができる。

(4) 流星の平均光度から直接求める簡便法

Kresáková は pc を観測から求めるとともに、観測流星の平均光度から光度比 r を求める表を提示している。

r	1.8	1.9	2.0	2.1	2.2	2.3	2.4	2.5	2.6	2.7	2.8
\bar{m}	1.51	1.77	1.99	2.17	2.32	2.45	2.56	2.66	2.75	2.84	2.91
2.9	3.0	3.1	3.2	3.3	3.4	3.5	3.6	3.7	3.8	3.9	4.0
2.98	3.04	3.09	3.15	3.2	3.24	3.29	3.33	3.37	3.40	3.44	3.47

2 行に分けて示しているが、両方とも上段が光度比、下段が平均光度である。Roggemans が編集した流星観測ガイドブック (IMO ガイドブックの前身) にはこれをグラフ化したものが示されている。



なお、Kresákováは平均光度 2.50 までしか示していないので、筆者がそれより明るい部分を補っている。表もグラフも最微星が 6.5 等である場合のものである。従って、観測値そのものから

$$\overline{m}_{\text{GEM}}=1.42 \Rightarrow r_{\text{GEM}} < 1.8 \qquad \overline{m}_{\text{SPO}}=1.83 \Rightarrow r_{\text{SPO}}=1.93$$

のように使うことはできない。

最微星によらず、散在流星と群流星の平均光度の差が一定である、つまり、pc をそのままスライドできると仮定して表を用いれば光度比 r を求めることができる。

$$\Delta = \overline{m}_{\text{SPO}} - \overline{m}_{\text{GEM}} = 1.83 - 1.42 = 0.41 \Rightarrow \overline{m}_{\text{GEM}}' = \overline{m}_{\text{SPO}(r=3.5)} - \Delta = 3.29 - 0.41 = 2.88 \Rightarrow r_{\text{GEM}} = 2.76$$

もう一つは最微星の差がそのまま流星の平均光度に反映されると仮定するのである。

$$\Delta = 6.5 - L_m = 6.5 - 4.5 = 2.0 \Rightarrow \overline{m}_{\text{GEM}}' = \overline{m}_{\text{GEM}} + \Delta = 1.42 + 2.0 = 3.42 \Rightarrow r_{\text{GEM}} = 3.85$$

$$\overline{m}_{\text{SPO}}' = 1.83 + 2.0 = 3.83 \Rightarrow r_{\text{SPO}} > 4.0$$

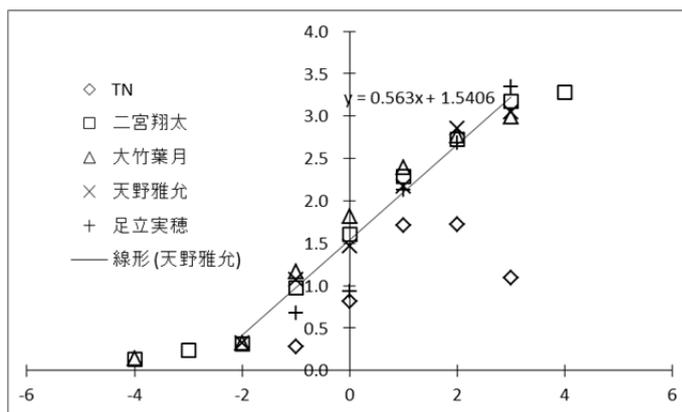
検討：眼視観測から何が分かるのか

ここまで、得られた光度比 r の値について何も触れないできた。「役に立たない」と思われても仕方ないほどの違いがある。まず、この点について検討しよう。

pc の値が妥当かどうかという問題があるが、これは広く使われてきたものであり、前回の発表で使用した結果から見ても現在報告されているものの中では最も信頼のおけるものと考えてよいであろう。次に、最微星が 6.5 等でない場合に pc をそのままスライドできるのかという問題がある。前回の発表でもスライドさせて用いていたが、問題は生じていない。しかし、今回は「満月に近い月明下」の観測という

特殊条件がある。透明度の高い場合の最微星 4.5 等と、もやった空での最微星 4.5 等では、流星の pc に違いを生じるということは検討の必要がある。このことについては、以下でもう一度検討する。

次に観測自体の信頼性である。前回の発表で「最微星の見積もり」、「明るい流星の光度見積もり」に問題があるという指摘を行った。右図に観測流星数が多い個人のグラフを示すが、今回の観測ではほぼ問題がないようにみられる。いずれの観測もよく一致している。



最後に取り上げる仮定は「流星数は光度により等比級数的に増加する」というものである。Kresáková の観測でも、一部の流星群（しし群等）を除いて「等比級数的に増加」は妥当している。しかし、 $r_{\text{GEM}}=2.166$ という値を基に pc を逆算すると次表が得られる。2 行目は Kresáková の値、3 行目以降は太字+下線の値を既定値として、他の等級の pc を実際の観測値から計算したものである。

mag	-4	-3	-2	-1	0	1	2	3	4
pc	0.73	0.57	0.48	0.42	0.343	0.232	0.064	0.008	7E-05
pc	0.40	0.18	0.48	0.99	1.29	1.73	0.75	0.15	0.005
pc	0.11	0.05	0.13	0.26	0.34	0.46	0.20	0.04	0.001
pc	0.03	0.02	0.04	0.08	0.11	0.15	0.06	0.01	0.000

これらの値から、「満月下では pc をスライドさせたものより暗い流星が見えている」または「ふたご群では光度分布が等比級数的ではなく、明るい流星が少ない」という可能性が考えられる。いずれの場合であっても、従来の ZHR 計算方法に重大な影響を与える。このような課題は最微星が 4.0-5.0 の空の下で挑戦し得るものと考えられる。

---TO BE CONTINUED

<資料 1 : <http://homepage2.nifty.com/s-uchiyama/meteor/met-explain/viscal.html>>

ZHR の補正に使用する光度比 r は、本来であれば観測データから求めるべきです。しかし、信頼できる光度比を求めるには大量の光度分布データが必要で、速報集計等では光度比の値を仮定して算出しています。通常は 2.0 程度で、明るい流星の割合が多い流星群では値をやや小さく（1.8 程度、まれに 1.6 程度）、暗い流星の割合が多い流星群では値をやや大きく（2.2~2.4 程度）にしています。ただし、光度比を大きく仮定すると、最微星補正が大きくなり、ZHR を算出する際に過修正になる恐れがありますので、注意が必要です。また、散在流星の光度比ですが、IMO 等では 3.4 付近の値を用いているようですが、私は 2.1 を適用しています。私は以前、IMO のデータから最微星等級と観測流星数の関係を調べたことがあります。ペルセ群やふたご群の時期では、最微星が 1 等級暗くなると散在流星数がおよそ 2.1 倍になっていました。これは光度比がほぼ 2.1 だということを示しています。

<資料 2 : meteorobs への投稿>

I have a question that I've been meaning to throw out to members of this mailing list. First, to give a little background, I've gotten more and more interested lately in making scientifically valuable visual observations of meteor showers; both major and minor showers. I've been reading about the methods used by the IMO for meteor counts and plotting. However, while reading through the material available online, I was a little disappointed to find out that visual observing is discouraged if the limiting magnitude of the sky is 5.0 or less. Years of amateur astronomy have taught me that my most transparent skies from my back yard let me see stars as low as 4.5 - 4.8 magnitude with the naked eye. I can very rarely see stars to 5.0 and my very best, darkest nights have let me see stars to 5.2 magnitude. However, nights like this are very rare! I've thought about trying to find a better observing site further from the city lights, but this doesn't help if the night has moonlight. I guess my question is this ... Can any useful visual observing be done on nights when the limiting visual magnitude is 4.0 - 4.5 or so? Useful enough to report to the IMO or other groups like NAMN? All replies are welcome.

おまけその 1 - 大西洋に落下した小惑星

<http://www.skyandtelescope.com/news/Small-Asteroid-2014-AA-Hits-Earth-238481431.html>

<http://www.jpl.nasa.gov/news/news.php?release=2014-001>

Richard Kowalski が Catalina Sky Survey の一環として Mount Lemmon の 60 インチ反射望遠鏡で 1 月 1 日 6:18UT(地方時としては前日 12 月 31 日の午後 11:18) に 9 分ごとの 4 枚の映像でオリオン座北部に 19 等級の天体として発見した。2014 年初の小惑星であるため、2014AA と名付けられたが、すぐに地球に衝突することが予報された。

Peter Brown (University of Western Ontario)は核実験の検出用に配備されている 3 台の低周波検出器(20 hertz 以下)から西経 40 度、北緯 12 度に 2 日 3 時 UT 過ぎに落下したと推定している。

小惑星の軌道要素

e=0.2131727647118031 0.01986
 a=1.164280680125978 0.020408 AU
 q=0.9160877486429849 0.0071291 AU
 i=1.425587172221871 0.13633 deg
 Ω =101.5794181914294 0.089376 deg
 ω =52.28208076820211 0.87289 deg
 P=458.8650318650168d

<http://ssd.jpl.nasa.gov/sbdb.cgi>

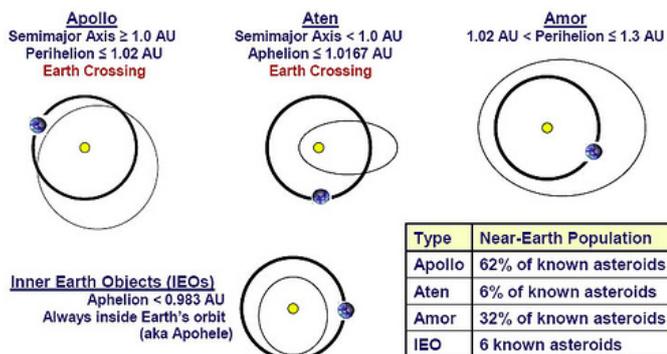
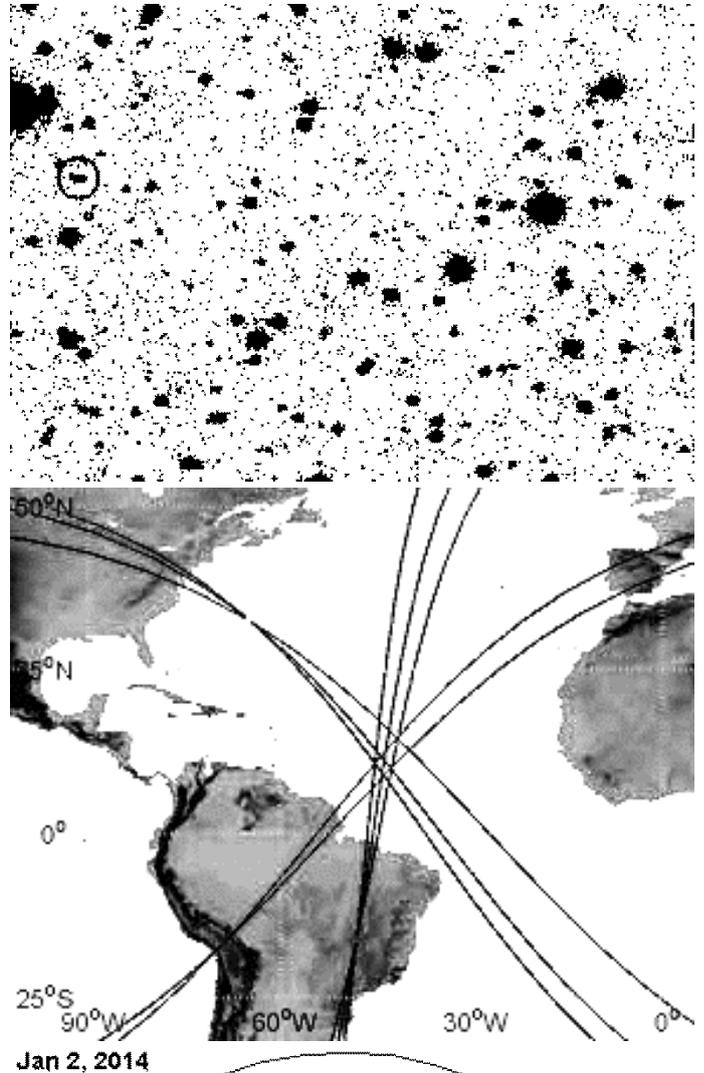
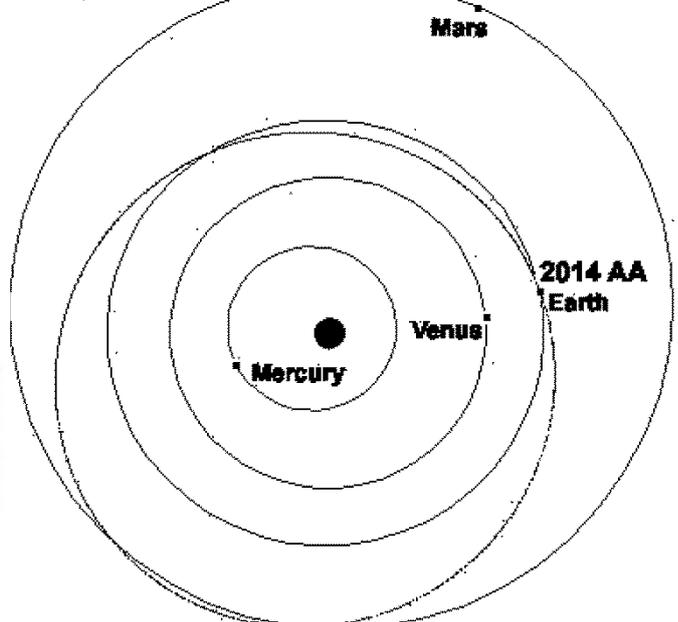


Figure 1. Near Earth Asteroid Orbit Types



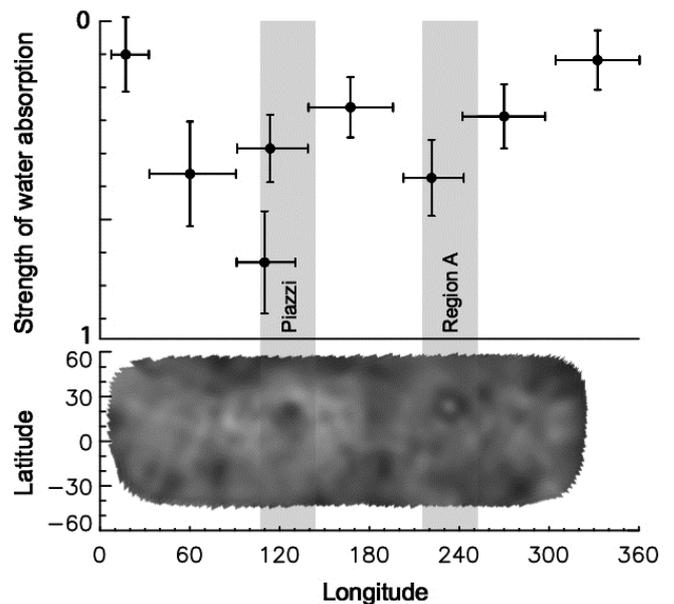
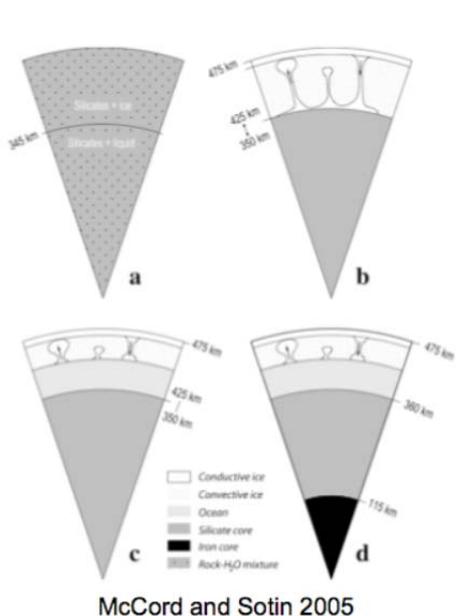
地球近傍の小惑星は次のように分類されている。<http://ssd.jpl.nasa.gov/sbdb.cgi> を利用すれば、分類それぞれのデータを簡単に入手できる。1月30日時点で Atens は 814 個、Apollos は 5731 個ある。流星群との関連を探るには重要なデータベースである。しかし、それにしても母天体候補は多く存在する。

Group	Description	Definition
NECs	Near-Earth Comets	$q < 1.3 \text{ AU}$, $P < 200 \text{ years}$
NEAs	Near-Earth Asteroids	$q < 1.3 \text{ AU}$
Atiras	NEAs whose orbits are contained entirely with the orbit of the Earth (named after asteroid 163693 Atira).	$a < 1.0 \text{ AU}$, $Q < 0.983 \text{ AU}$
Atens	Earth-crossing NEAs with semi-major axes smaller than Earth's (named after asteroid 2062 Aten).	$a < 1.0 \text{ AU}$, $Q > 0.983 \text{ AU}$
Apollos	Earth-crossing NEAs with semi-major axes larger than Earth's (named after asteroid 1862 Apollo).	$a > 1.0 \text{ AU}$, $q < 1.017 \text{ AU}$
Amors	Earth-approaching NEAs with orbits exterior to Earth's but interior to Mars' (named after asteroid 1221 Amor).	$a > 1.0 \text{ AU}$, $1.017 < q < 1.3 \text{ AU}$
PHAs	Potentially Hazardous Asteroids: NEAs whose Minimum Orbit Intersection Distance (MOID) with the Earth is 0.05 AU or less and whose absolute magnitude (H) is 22.0 or brighter.	$MOID \leq 0.05 \text{ AU}$, $H \leq 22.0$

おまけその2 ケレスは彗星？

http://www.jpl.nasa.gov/news/news.php?release=2014-020&1&utm_source=iContact&utm_medium=email&utm_campaign=NASAJPL&utm_content=releases20140122

http://www.lpi.usra.edu/decadal/sbag/topical_wp/AndrewSRivkin-ceres.pdf



ケレスは小惑星帯の中で唯一の「準惑星」である。2011-12年にベスタを周回したNASAのDawn探査機が2015年にはケレスを訪れる予定になっている。

ケレスについては、密度等から、内部に水の存在が推定されていた（上左の内部構造の推定図参照）。今年になってESAのHerschel宇宙望遠鏡の赤外線観測からケレスの水蒸気放出が明らかにされた。

水蒸気放出はケレスが太陽に近づいたときのみ観測されている。また、ケレスの自転運動によって起きる観測数値の変化とHubble望遠鏡での写真と照らし合わせて、ケレス表面の黒い部分で放出が起きていると推定された。恐らく、黒い部分では太陽放射の吸収が大きいことによるのであろう。

放出量は6kg/sと推定される。Herschel望遠鏡の運用は既に停止しているが、得られたデータの分析は続けられている。

おまけその3 - IAU 流星群リスト最新版

★変更点：2013May25 版と 2013Dec13 版との違い

(1) 追補と削除されたもの

- 175JPE にデータが追加された。
- 342BPI が追補された。
- 372PPS にデータが追加された。
- 462JGP が削除された (removed リストにも記されていない)。
- 484IOA が削除された (removed リストにも記されていない)。
- 487NRC、488NSU、489ZLE、490DGE、491DCC、492DTH、493DEC が追補された。
- 499DDL が削除された (removed リストにも記されていない)。

(2) 新規に登録されたもの

- 2013Sep3 版での追加。
541SSD、542DES、543TTB、544JNH、545KCA、546FTC、547KAP
- 2013Dec13 版での追加
548FAQ から 751SMV までの 204 群が一気に追加された。

全てがビデオ観測によるものであり、うち 129 群が Jenniskens et al.によるものである。そのうち、流星数が 200 個以上であるものは次の 5 群である。いずれも ANT の一部と言って差支えない。

IAU	Code	shower name	λ_s	α	δ	$\lambda - \lambda_s$	β	Vg	Reference
			e	q	i	ω	Ω	N	
624	0AR	xi Arietids	295	131.2	13.4	195.0	-4.5	28.6	
			0.830	0.311	5.8	120.9	24.4	296	Jenniskens et al.
628	STS	s Taurids	223	53.8	14.4	192.0	-4.7	28.2	
			0.832	0.358	5.5	114.1	42.1	204	Jenniskens et al.
629	ATS	A2 Taurids	233	60.7	23.3	190.3	2.5	27.5	
			0.823	0.384	2.7	290.7	233.4	208	Jenniskens et al.
635	ATU	A1 Taurids	231	59.7	23.0	191.3	2.4	28.0	
			0.829	0.365	2.7	293.0	230.3	216	Jenniskens et al.
640	AOA	August omicron Aquariids	137	348.5	-14.4	206.8	-8.7	38.2	
			0.950	0.112	24.9	146.1	317.0	316	Jenniskens et al.

(3) リスト利用にあたっての注意点

流星群リストの一覧表に掲載されているもの（個別に詳細を表示できるもの）と一括ダウンロードして得られる表では一部、掲載内容が違う。

- a) 削除されたはずのものが一括ダウンロードすると残っているものがある：24PEG、248IAR。
- b) 548FAQ 以降の 204 群は一覧表には表示されない。

一括ダウンロードして得られる表は csv 形式ではあるが、web 上で使用している表示用データのように、区切り位置を指定する必要がある。ただし、区切り位置が統一されていないことがあるので注意が必要である。

★IAU 流星群リストの構成

NMS の天文回報で「類別：V：どんな観測方法でも観測できる流星群、O：写真・ビデオ向きの流星群、R：電波向きの流星群、H：突発群または変動の大きい流星群に分けて示します」という形で IAU の流星群リストを取り上げている。この分類によると、次のように O（つまりビデオ群）が圧倒的であることが分かる。なお、-の 28 群は観測データが示されていないので、分類が不能のものである。

V	O	R	H	-	Total
36	459	156	25	28	704

V として扱っているのは次の群であるが、南天のものや<複合群>もあるので、実際に眼視でも観測しうるものは、No.31 までの 12 群とそれ以降の数群に限られる。間欠的に出現するウィンネッケ群等は H に分類している。

- 1-CAP(α Capricornids)、2-STA(Southern Taurids)、4-GEM(Geminids)、5-SDA(Southern δ Aquariids)、6-LYR(April Lyrids)、7-PER(Perseids)、8-ORI(Orionids)、9-DRA(October Draconids)、10-QUA(Quadrantids)、13-LEO(Leonids)、17-NTA(Northern Taurids)、31-ETA(η Aquariids)、105-OCN(Centaurid I Complex)、120-DPA(δ Pavonids)、126-SGE(March δ Geminids)、130-DM(δ Mensids)、131-DAL(δ Aquilids)、146-CAU(β Coronae Australids)、149-NOP(Northern May Ophiuchids)、150-SOP(Southern May Ophiuchids)、159-TAQ(τ Aquariids)、160-OSC(ω Scorpiid Complex)、161-SSC(Southern ω Scorpiids)、163-SAG(Scorpiid-Sagittariid Complex)、175-JPE(July Pegasids)、182-OCY(o Cygnids)、183-PAU(Piscis Austrinids)、196-NPH(ν Phoenicids)、201-GDO(γ Doradids)、208-SPE(September ϵ Perseids)、209-EER(ϵ Eridanids)、213-BRC(β Gruids)、247-TAU(Taurid Complex)、255-PUV(Puppilid-Velids I Complex)、259-CAR(Carinid Complex)、290-ALL(α Leonid Complex)

IMOの有志がIMCの機会等を通して、議論（ブレインストーミング）してきた内容について文書化されたものが送られてきたので紹介する。ブレインストーミングとは、固定観念から解放され、新たな発想、視点を見出すために、単なる思いつきであってもすべて拾い上げていく手法である。そのため、それは無理だと思われるものも記載されている。それを単に否定するのではなく、ヒントとしてこれからの流星観測・研究に対して新しい道を見出す一歩としたい。

この機会を利用して、参加者にもブレインストーミングを求め、そこで出された発想をIMOのメンバーに伝えてさらにこの動きを進めていきたい。また、この文書に記載されている件について既に日本で行われている取り組みについてもIMOに知らせたいので、誰がどのような観測・研究をしているか、また、IMOのメンバーがそれをどのようにして見る（知る）ことができるか示していただければ幸いである。

<<流星観測・研究の今後の展望－議論を進めるためのたたき台>>

A perspective on the future of meteor astronomy

A tentative draft note to initiate a discussion

流星の美しさが流星の観測・研究者を魅了していることは明らかである。観測は楽しいものであるし、またそうあるべきである。しかし、一方で我々の観測に科学的な価値があるだろうということが観測意欲を掻き立てている面もある。最近のデータ量、特にビデオ観測によるものの蓄積は目覚ましいものがある。また、他の天文分野同様、アマチュアが使用できる観測技術の発展も劇的に増加している。それにもかかわらず、以前と変わらぬ問いに悩まされている：数多くの小流星群を検出し、無数とも言える軌道を算出することの意義である。多数の観測者にとりデータを収集することに喜びがあることは事実であるが、我々が今後どのような道に進むべきか、ミレニアムという節目以降、進化してきた観測・研究を最大限に有効なものにするにはどうすればよいか議論すべき時に来ていると考えられる。

ここで「流星群」が科学的にきちんと定義されたものではなく、流星に関する一種の「仮説」であることを理解しておくことが必要である。たとえば、同じ彗星から異なる時期に放出されたトレイルがいつまで1つの流星群として存在するのか、また、同じグループに属する彗星からのトレイルが異なる流星群として認識されるのはいつまでなのかということは自明ではない。このことは今まさに全天を覆うかのように検出されている新しい流星群に「絶対的な」信頼を置く前に考慮すべき事柄なのである。

これから述べることは、今後の観測・研究に役立つと考えられるが、「思いつき」レベルのものである。これらは2015年7月6日にAIP(ライプツィヒ天体物理研究所)で行われた、Rainer Arlt, Jürgen Rendtel, Marc Gyssensによる「ブレインストーミング」で提起されたものである。将来の組織的な取り組み、アマチュア流星観測・研究者、さらにはプロの人達にも広く支持されることを望んでいる。

*最近の15年間で最も大きい理論的進展は、ダストトレイルの位置、つまりアウトバーストが起り得る時期が予測可能になったことである。しかし、トレイルの正確な密度の予測には程遠く、アウトバーストの強さはあやふやである。彗星の近傍においてどのようなことが起っているかを知ることが必要であろう。彗星研究家とのより緊密な連携の機会ともなろう。

*現在、母天体は統計的な推定に過ぎず、しばしば複数の候補が挙げられることになる。流星体軌道の進化のような物理的考察を推定には考慮すべきであろう。

*プロの学者にとって今でも流星軌道の精度は不十分と考えられている。より正確な軌道を得るために整備された観測網は可能だろうか？個々の軌道は不正確すぎるとしても、さらに観測数を増すことによって正確さを増すことは可能だろうか？

*流星の観測・研究はビデオ観測導入によって長足の進歩を遂げ、また更なる進化が起きている。IMOにビデオ観測部門ができた当時、だれもビデオ観測が眼視観測はもとより写真観測を凌駕するとは予測していなかった。従って、今後発展するであろう、まだ見ぬ観測手段を想像することは我々にとって有意義であろう。そのいくつかの例を、思いつきも含めて以下に示すこととする。

*流星のスペクトル観測に取り組んで、流星体の組成を探る。母天体からの試料として、これにより流星群の起源を推定する別の基準とできないだろうか？流星のスペクトルから流星体のより正確な速度（そして軌道）

を得ることが前方散乱による電波観測同様にできないだろうか？流星スペクトルはイオン化された流星経路大気に関するものであり、流星体それ自身のものではなく、また、スペクトルの解像度も低いので、現在のところこの方法は極めて困難であろう。

*ミクロンあるいはミリメートル程度の大きさの流星体による赤外発光の観測はどうだろうか？この波長域では空はずっと暗く、24/7をカバーできる。大気中でのエネルギー伝播について：流星からの総放射量を捉えることができるのではないかな？

*前方散乱による電波観測では現在以上の結果は得られないのではなかろうか？「多重散乱」が考えられそうだ。複数の受信機ではなく、複数の発信機を使った「前方散乱干渉計」なら、写真やビデオの多点観測のように速度ベクトルを完全に得られる。受信信号の偏波をどのように解析するかが課題である。

*大気中の流星現象についてもっと詳しく知ることができるのではないかな？たとえば、高解像度のスペクトルから回転、粉碎、乱流、プラズマ等々を調べられるのではないかな？このような研究は当然、大きな流星体を対象とする火球ネットに適したものであろう。このような大質量の流星体から得られた結果は通常の流星体にも当てはまるのだろうか？両者では同じ現象が起きているのだろうか？大気中の流星現象には、現在のコンピュータであれば電磁流体力学のシミュレーションが可能ではないかな？

一般的な方法でもなく、実行可能かわからなくても、さらに意味のある結果が得られないかもしれないが、これからの観測方法に就いて思いつくままに記す。

*低周波音、電磁波音は大きな流星体が大気に突入した際に生じる。低周波音についてはいくつかの地点でセンサーによって記録されているが、電磁波音についてはこのような組織だった観測はなされていないようである。しし群の活動期をスタートしてそのような観測を試行できないだろうか？

*月面流星（衝突）はしし群等で観測されている。原理的にはこのような衝突が十分な数、観測されれば、流星群、トレイルを観測する別の手段となり得るのではないかな。衝突数と月面上の緯度の関係から流星体の運動方向が分かるであろう。どの程度の等級まで観測できれば意義ある結果を得られるのだろうか？

*流星体が大気に突入する際に発生する高温の放射を紫外線で観測するのはどうだろうか？

*ISSが太陽面を通過するのが見られるように、流星体も太陽面を通過するのが見られたら面白い。

専門家たちはそれぞれの関心（たとえば宇宙船に対する衝突の危険性、上層大気の研究）に資する観測を求めている。アマチュアは彼らの求めに気付かないで、目先の結果にこだわって同じような観測を続けるのではなく、困難であっても専門家の求める観測に向かうことはできないだろうか？

付録：CAMSの観測

CAMS (Cameras for Allsky Meteor Surveillance)の観測報告がJenniskensによってICARUS誌に発表されると予告されていたが、Paul Roggemans から来月発行される号に掲載されることが以下のサイトに掲示されていると教示されたので紹介する。期間限定(2月28日まで)で論文(pdf形式)を入手できるので興味のある方は取得されるとよい。サイトに論文の4つのタイトルが以下のように表示されているのでクリックすれば別タブが開いて論文が表示される。大部の論文なので彼の'Meteor Showers'の一部を読むくらいの覚悟がいる。

<http://cams.seti.org/>.

2016, January 3 - Happy New Year! The new CAMS-related articles in the journal Icarus (1 March 2016 issue, Vol. 266, pages 331-354, 355-370, 371-383, and 384-409, respectively) are now available online (free download until February 28):

I. [The Established Meteor Showers as observed by CAMS](#)

II. [CAMS Confirmation of Previously Reported Meteor Showers](#)

III. [CAMS Verification of Single-Linked High-Threshold D-Criterion Detected Meteor Showers](#)

IV. [CAMS Newly detected showers and the sporadic background](#)

日本流星研究会 小関正広

1. はじめに

「重野 DVD で遊ぶ」と題した発表を MSS で行ったのが 6 年半前になる。遊ぶネタの宝庫だと書きながら、その後、手付かずであった。最近、IAUMDC のネタが多くて、少し飽きてきたところに、前回の MSS で重野さんが流星画像の話がされた。また重野 DVD をネタにしようと思った。

2. 流星画像の処理

今回は Stella Image を使ったが、今回はその時取り込んだ画像、いくつかのやり方を試して得られた画像等が混在している。windows10 のフォトで再生し、そこで「編集と作成」、「写真の保存」、「ビデオからフレームを作成する」と進むと簡単にフレームごとの画像を取得できる。今回の画像はこの方法を用いたものが多く、最終的にはフォトショップで加工している。

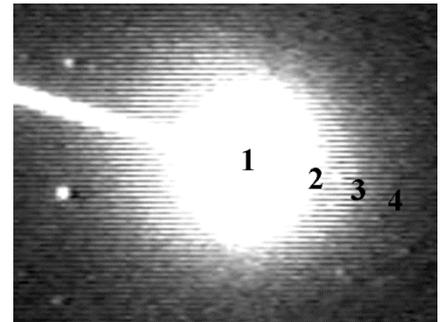


3. 流星経路の位置測定

現在では UFOCapture による自動測定が一般的だが、あえて、手作業によって 1 フレームごとの流星の位置を測定することを試みた。きっかけとなった重野さんの発表から思いついたのは、測定精度がどの程度のもか自分の手で確かめてみることであった。しかし、それ以上に「遊ぶ」ことが本発表の目的であるので、精度の話は次回、続編とすることにした。

(1)流星画像のどこを測定するか？

重野 DVD には 2011 年のしし群の見事な火球が収録されている。プリントするためにコントラストを調整しているが、実際の動画はコントラストの良いきれいな画像である。ところで、この火球の経路を測定するときに 1~4 のどこを測定点とすれば良いだろうか？今回、4 はハレーションと見做して 1~3 の 3 通りの測定をしてみた。



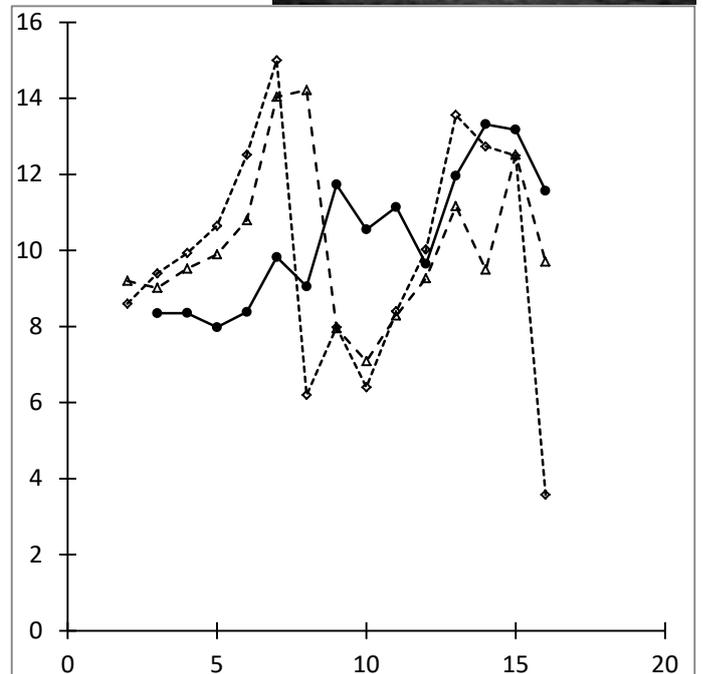
グラフは各フレーム間のフォトショップの画面上での流星画像の距離で単位は mm である。破線と点線で描かれた測定が異常であることが見て取れる。実線で表された測定点は？

(2)流星の見かけの角速度

我々が流星を眺めるときに、発光点から消滅点に向かって角速度（見かけの速さ）が変化していると感じたことはあるだろうか？

他の流星群の流星についても同様の測定を行ったが、右図のように発光点から消滅点に向かうに従って、測定点間の移動距離（角速度）が大きくなる例が多く見られた。流星の速度が一定であるならば、これは流星が観測者に近づいてくることを意味する。

一般に流星群の観測では、輻射点に近い空を見る（撮影する）。幾何学的に輻射点から 90 度以内であれば、流星は観測者に近づくことになる。今回の測定でこのことを体験的に理解できた。流星群の流星は観測者に向かってくるのだ。



4. 見栄えのする流星画像を得るために＝測定精度も上げられる

明るい流星の見栄えがいいのは当然だが、こればかりは運だのみになる。ここでは、画面上で経路の大部分が捉えられ、しかも、見かけの経路長が長いという意味で見栄えと称することにする。

流星の見かけの経路は輻射点から直角方向で最大となる。また、空間における実経路であれば、輻射点の地平高度が低い方が長くなる。このことに関して、 η -みずがめ群とオリオン群について得られた流星軌道を比較して、オリオン群の分散が大きいのは経路長が関係しているのではないかと推定したことがある。オリオン群は輻射点高度が高くなり、撮影される流星も輻射点近傍のものが多いため、流星の経路が短くなって軌道の精度が落ちるのではないかと考えたのである。

重野 DVD で両者の画像を比較してみよう。上が η -みずがめ群、下がオリオン群である。 η -みずがめ群の方は発光点、消滅点がともに含まれていないが 15 の測定点を得られた。オリオン群は両方が含まれているにもかかわらず 13 点である(これでも長い方)。

詳しくは次回とするが、測定値の回帰直線 (η -みずがめ群は 2 次曲線) からの推定値と実際の測定値の差を求めるとオリオン群の方が大きくなった。経路が短いと、ピクセルの大きさの影響が出て、回帰直線がきれいに求められないためと考えられる。

一番下はふたご群の流星で見かけの経路長はオリオン群のものより短い、測定は 21 点できている。対地速度だけでなく、見かけの角速度もふたご群は η -みずがめ群より小さいので(η -みずがめ群の輻射点ごく中心を観測すれば違う)、多くの測定点を得られている。

筆者は wgn 誌で撮影効率は写野の広さに比例することは無論だが、焦点距離 f に反比例、 F 値の二乗に反比例すると論じたことがある。明るい焦点距離の短いレンズの方がたくさんの流星を捕えることができる。しかし、数多く撮影できても、経路の短い見栄えのしない流星では面白くない。数と見栄え(精度)の兼ね合いを考えてみよう。

輻射点付近を狙うのであれば、見かけの経路が短く、角速度も小さいので、長めの焦点距離のレンズが良い。しかし、輻射点から離れると長焦点レンズでは経路の一部しかとらえられないことが多くなるので、輻射点から離れるにしたがって、短めのレンズを使うことが適当と考えられる。

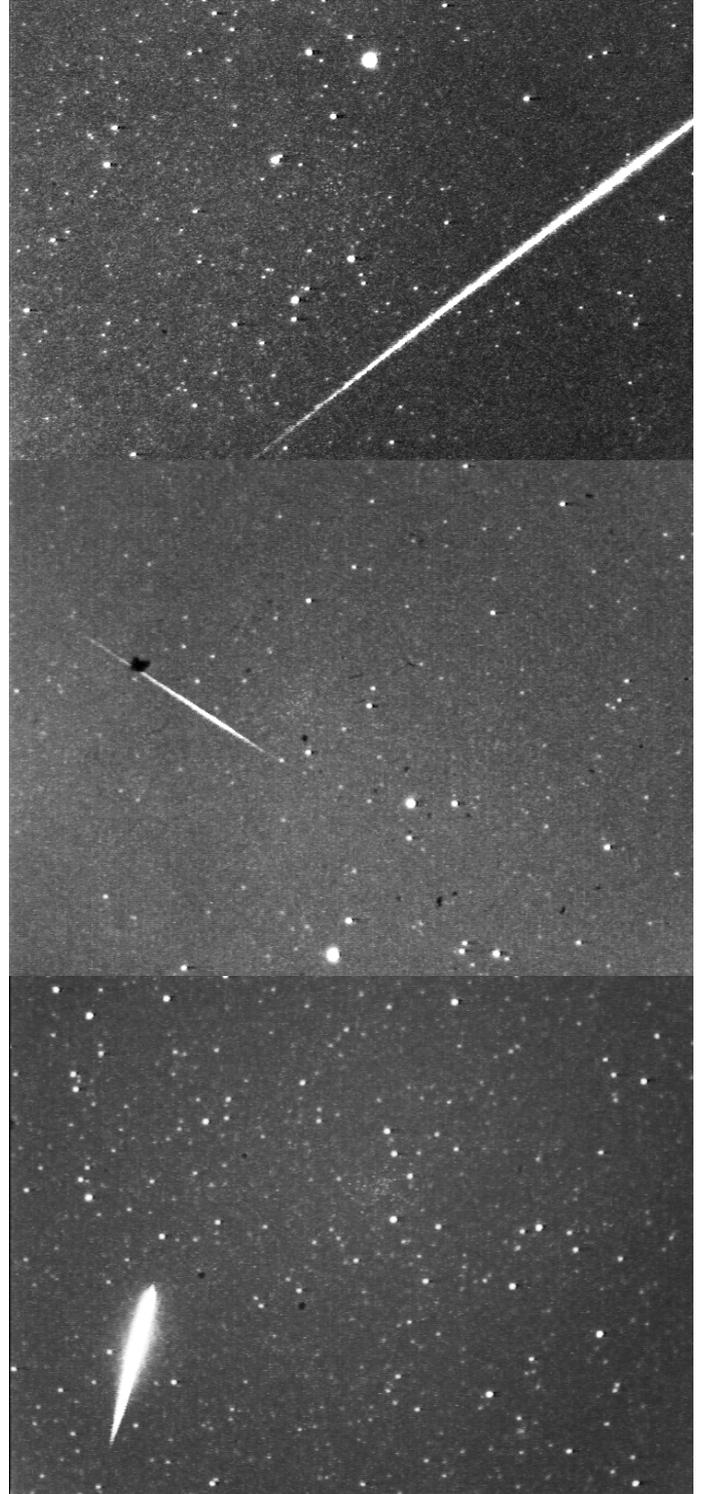
なお、補足だが、輻射点高度が低い方が実経路は長くなることが多いので、そのことも考えに入れると良い。輻射点高度が低いと出現数が小さく、撮影効率は悪いが長経路の見栄えのする画像を得ることができる。その場合には、当然、短めのレンズが適当である。撮影効率も幾分改善され、全経路を写し込めるようになる。

5. まとめ

今回の発表は、観測、測定経験の豊富な方々にとっては当たり前であろうが、自分自身の手を動かして、実感するという事は楽しいことである。

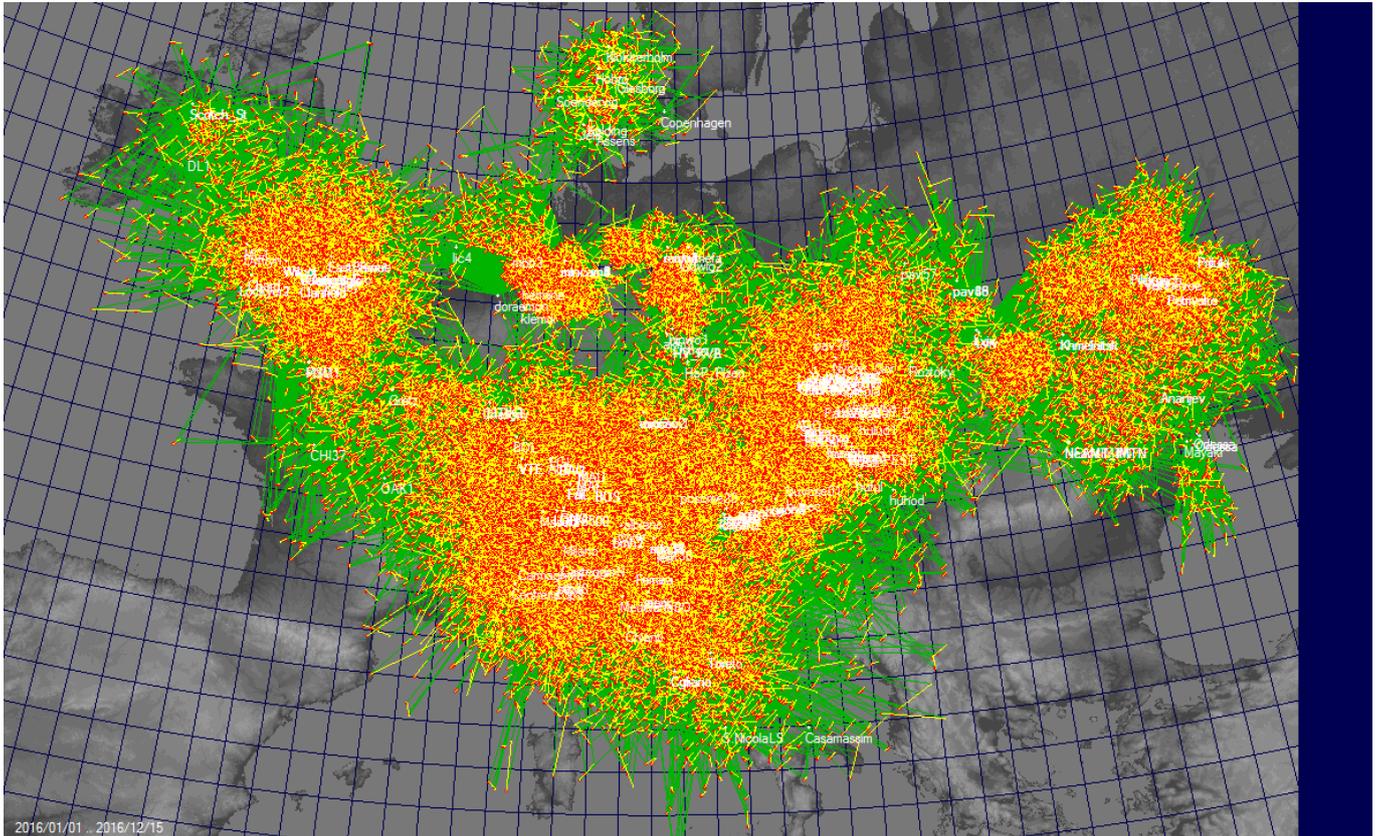
まだまだ重野 DVD にはいろいろな楽しみ方があると思われる。また、たくさんの流星画像を撮りためた方も、見方を変えると死蔵されている? 記録が新しい宝の山に生まれ変わるだろう。

次回は続編として、測定誤差についてやや詳しく検討するとともに、得られる像の流星群による違いについて述べることにする。



1. はじめに

EDMOND というビデオ流星のデータベースを聞いたことがあるという方はいても、実際にそれを利用して何らかの発表をされた方は見受けない。他方、SonotaCo ネットのデータは海外の方も多数利用されている。今回は、両者の基本的な特性を比較し、両者を利用する場合の留意点を考察することとする。



第1図：2016年にEDMONDで捉えられたビデオ流星。観測ネットの広がりが見える。

2. EDMONDの概説

The European viDeO MeteOr Network Database (EDMOND)は2001年に活動を開始し、現在はヨーロッパ各国で行われているビデオ観測ネットの総称となっている。含まれているグループは以下の通り。

- BOAM (Base des Observateurs Amateurs de Meteoros, France)
- BosNet (Bosnia)
- CEMeNt (Central European Meteor Network, cross-border network of Czech and Slovak amateur observers)
meteornews.org
- CMN (Croatian Meteor Network or Hrvatska Meteorska Mreza, Croatia)
- FMA (Fachgruppe Meteorastronomie, Switzerland)
- HMN (Hungarian Meteor Network or Magyar Hullocsillagok Egyesulet, Hungary)
- IMO VMN (IMO Video Meteor Network)
- MeteorsUA (Ukraine)
- IMTN (Italian amateur observers in Italian Meteor and TLE Network, Italy)
- NEMETODE (Network for Meteor Triangulation and Orbit Determination, United Kingdom)
- PFN (Polish Fireball Network or Pracownia Komet i Meteorow, PkiM, Poland)
- SjerneskuD (Danish all-sky fireball cameras network, Denmark)
- SVMN (Slovak Video Meteor Network, Slovakia)
- UKMON (UK Meteor Observation Network, United Kingdom)

初期の段階ではMetRecというソフトが使われていたが、現在ではUFO Orbit v2.41が用いられている。なお、MetRecのデータをUFOで使えるようにするための変換ソフトINF2MCSVはSonotaCo氏の開発による。

第1図に示した地図と年毎の流星データは次のサイトで得られる。UFOを使っているため、出力されているデータの並びもSonotaCoネットのものと同等で扱いやすい。meteornewsは上に示したグループに含まれているだけに、EDMONDに関する記事がよく出ている。また、ここにはブラジルの流星データもある。

<https://www.meteornews.net/edmond/edmond/edmond-database/>

EDMONDのホームページにあたるのは次のサイトで、2001-16年のデータが一括ダウンロードできる。

3. SonotaCo ネットと EDMOND の比較

両者ともに似た機器を利用し、同じソフトで処理しているため結果もほぼ同様と思われるかもしれないが、それでも違いが存在する。詳しく見ていくことにしよう。

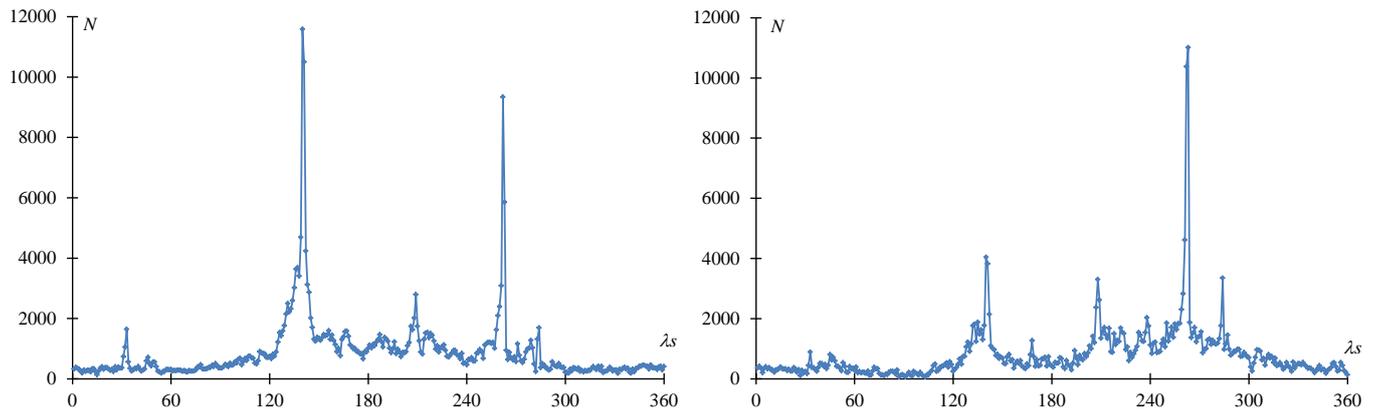
(1) 観測流星数の変遷

EDMOND の 2007 年までの観測は主として流星群の活動期にのみ行われたもので、SonotaCo ネットのデータが公表され、ヨーロッパの観測も年間を通じたものになった。さらには、それまで各国で独立して活動していたものが、多数の国のグループがデータを共有した EDMOND というデータベースに総合された。

第 1 表：観測年ごとの流星数

	2001	2002	2003	2004	2005	2006	2007	2008	2009	2010
EDMOND	251	71	113	34	82	532	2279	5583	8275	19618
SonotaCo							19274	19436	25940	25858
	2011	2012	2013	2014	2015	2016	2017	2018	Total	
EDMOND	36413	34732	41295	43546	57439	67426			317689	
SonotaCo	23772	27231	26514	22078	18723	22170	26149	27128	284273	

(2) 太陽黄経に沿った流星数分布



第 2 図：EDMOND2001~16(左)、SonotaCo ネット 2007~2018(右)。

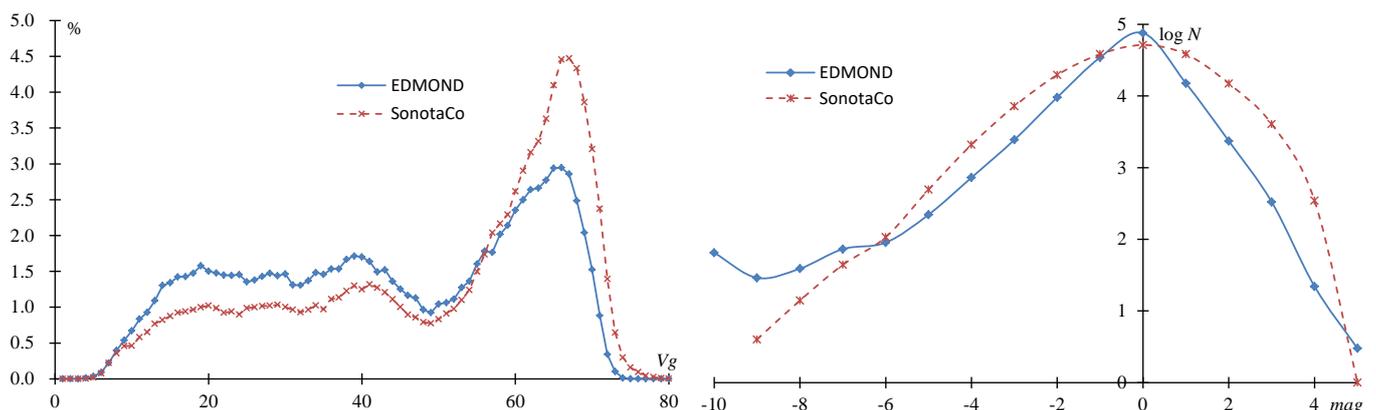
ヨーロッパと日本の気候の差、極大時刻と観測時間帯の差等々が差として表れていると考えられる。その他、次項で触れるように、流星の速度に対する微妙な検出能力の差が影響を及ぼしていると推察される。

(3) 速度分布

同様の機器を用い、検出ソフトが共通しているにもかかわらず、両者の流星の速度に対する検出能力には差が見られる。SonotaCo ネットは写真観測に比べて、高速の流星を多数捉えている一方で、低速の流星の検出量が少ないことは既に指摘した通りである。EDMOND も写真観測よりは少ないものの、SonotaCo ネットよりははるかに多くの低速の流星を捕えている一方で SonotaCo ネットより高速流星の割合は小さい。

第 3 図は群流星の影響を除くためにそれぞれのデータベースで群流星と判定されたものを除いた流星に対する割合を示している。

(4) 光度分布



第 3 図：散在流星の速度分布（散在流星での割合）

第 4 図：散在流星の絶対光度分布

速度分布と似たような現象が光度分布にもみられる。EDMOND と SonotaCo ネットでは光度分布にも微妙な差が見られる。EDMOND で極めて明るい火球を捕えていることは CAMS に似ていると言えなくもない。

(5)流星群の帰属判定

第2表:それぞれの判定基準による流星群の全観測流星数に対する割合

EDMOND	%	SonotaCo	%
_stream		_stream	
_spo	44.41	_spo	61.48
_J8_PER	14.17	_J5_Gem	8.95
_J8_GEM	6.07	_J5_Per	6.18
_J8_ORI	2.46	_J5_Ori	4.42
_J8_STA	1.98	_J5_Com	1.87
_J8_NTA	1.27	_J5_sTa	1.86
_J8_COM	0.92	_J5_Hyd	1.53
_J8_SIA	0.92	_J5_Leo	1.39
_J8_HYD	0.91	_J5_nTa	1.38
_J8_QUA	0.85	_J5_etA	0.97
_J8_ZCS	0.82	_J5_sdA	0.87
_J8_LYR	0.70	_J5_Qua	0.85
others	24.51	others	8.25

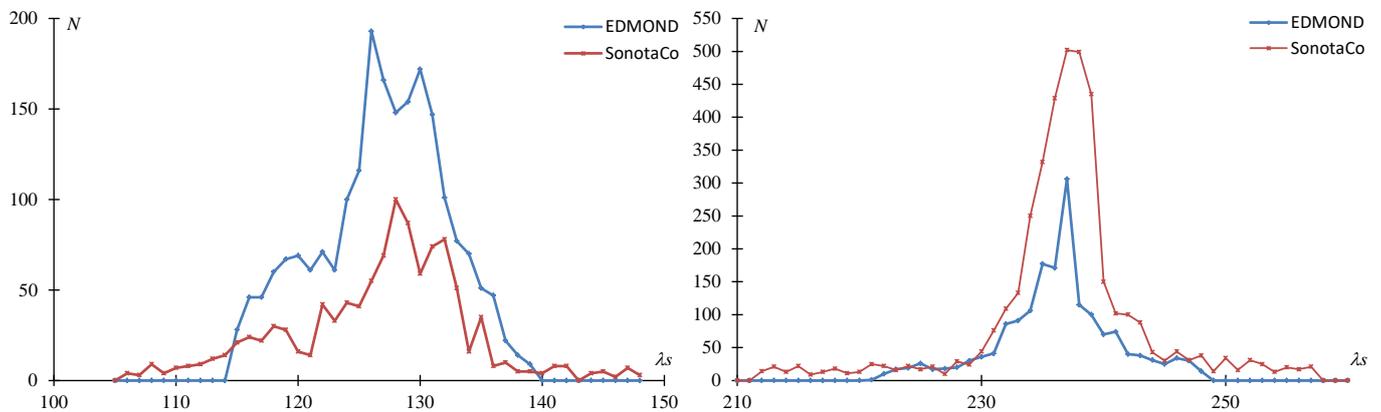
EDMOND と SonotaCo ネットで大きく異なるのが群判定である。第2図でも両者の得意とする流星群が異なっていることが示されていたが、第2表の流星群名で見るように群判定の基準としている表が異なっている。

EDMOND では確定群を含めて 621 群を設定している。他方、SonotaCo ネットは、2018 年の表からは *_Ip_AAC* と *_J5_dkD* が加えられて 414 群である。この設定数の差によるのか、散在と判定された流星数にも大きな違いが見られる。EDMOND と SonotaCo ネットのその他(others)の割合の差はほぼ散在流星の割合の差に近い。しかし、両者で違いのある流星群は小流星群であり、それほど大きな寄与は考えにくく、個々の流星群への帰属判定の差も大きな問題になると考えられる。

(6)やぎ群・しし群の比較

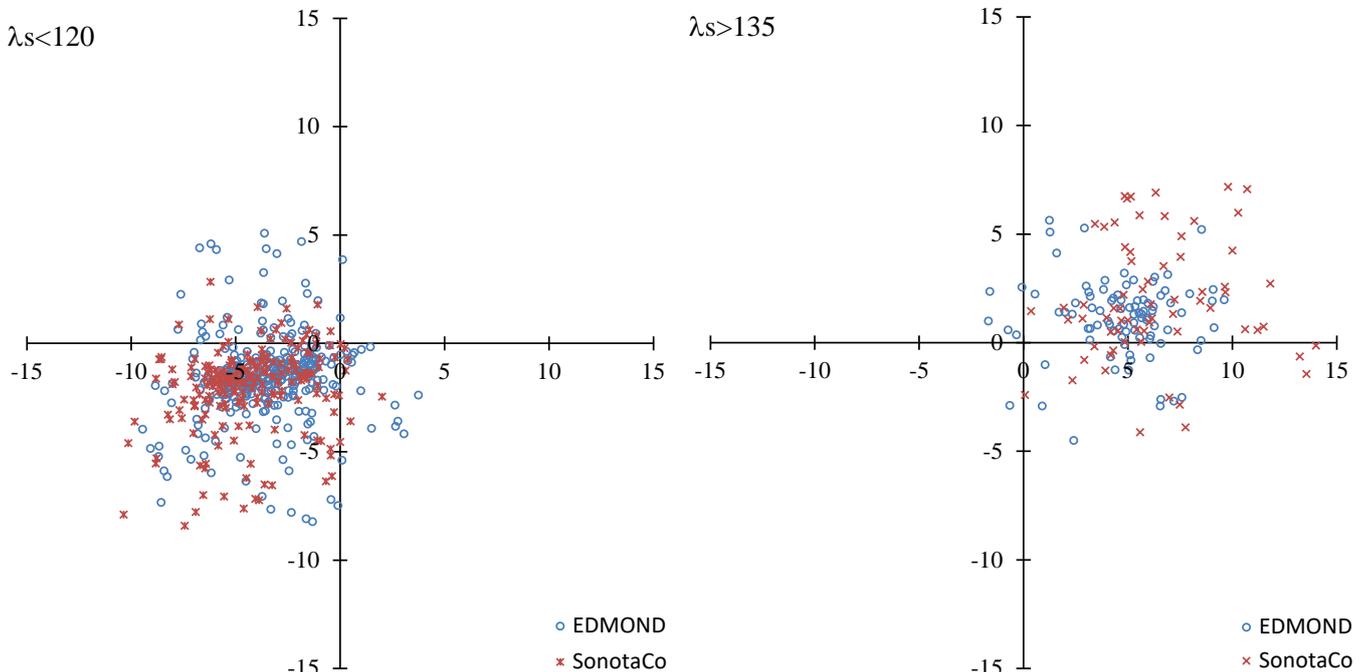
群判定の違いが問題と考えられ、また、流星の速度に対する捕捉率の違いも考慮する必要があるので、ここでは、低速の流星群の代表として「やぎ群」、高速の流星群の代表として

「しし群」を取り上げることにする。



第5図:やぎ群と判定された流星数(左)、しし群と判定された流星数(右)

ここでも流星の速度に対する得意、不得意が表れているように思われる。もちろん、天候等の条件の違いも



第6図:やぎ群の(λ-λs, β)=(180, 10)を中心とする輻射点分布

あろうが、やぎ群は EDMOND が SonotaCo ネットの約 2 倍、逆にしし群は SonotaCo ネットが EDMOND の約 2 倍の流星を捕えている。日本よりかなり高緯度になるヨーロッパでやぎ群を多く捉えていることは、天候等の諸条件を考慮しても興味深い。そして、もう一つの注目点は活動期間の設定がいずれの群についても EDMOND は SonotaCo ネットより短くなっていることである。

輻射点移動量、また、広がりの設定を確認するために極大期を外した前後について、やぎ群と判定されている流星の輻射点分布を第 6 図に示す。やぎ群については両者の設定がほぼ同一であるとみられる。一方、同様にしし群についても調べたところ、しし群では SonotaCo ネットの移動量の設定よりも EDMOND の方が小さいと推測される。しかし、活動期間、輻射点の移動量と広がりだけでは観測流星数の差を説明することは困難と考えられ、やはり、速度に関する差と天候などの影響も大きいようである。

4. まとめ

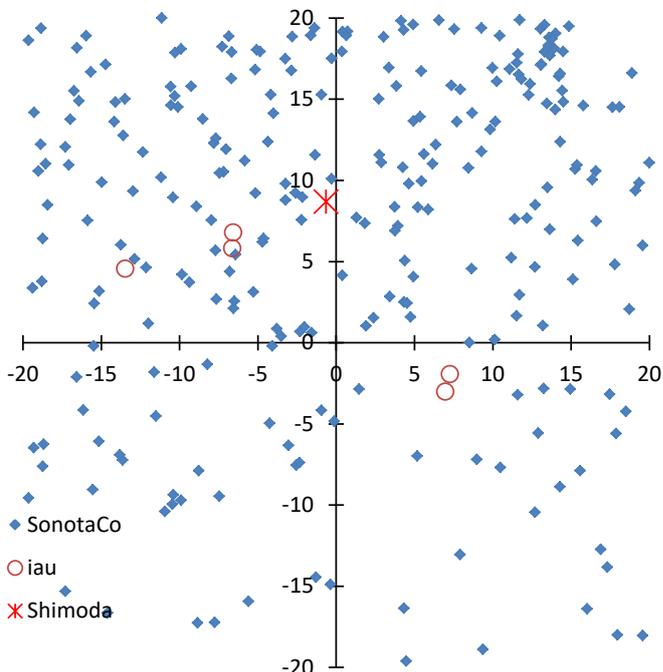
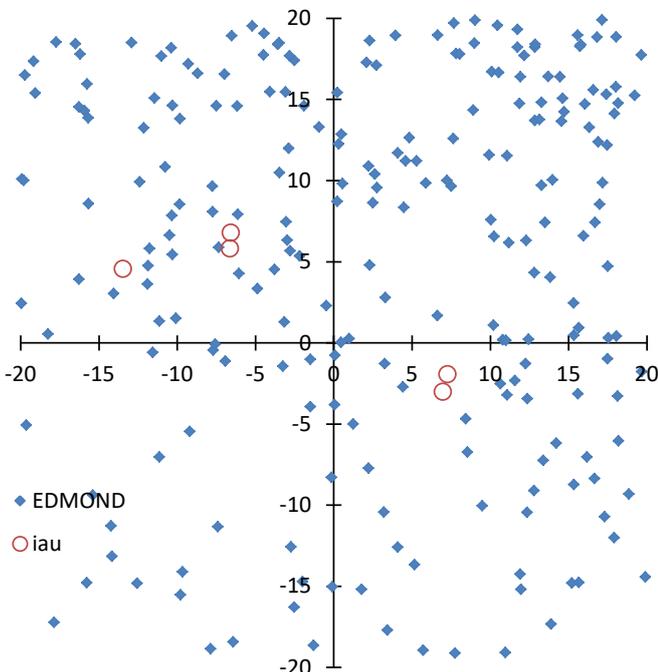
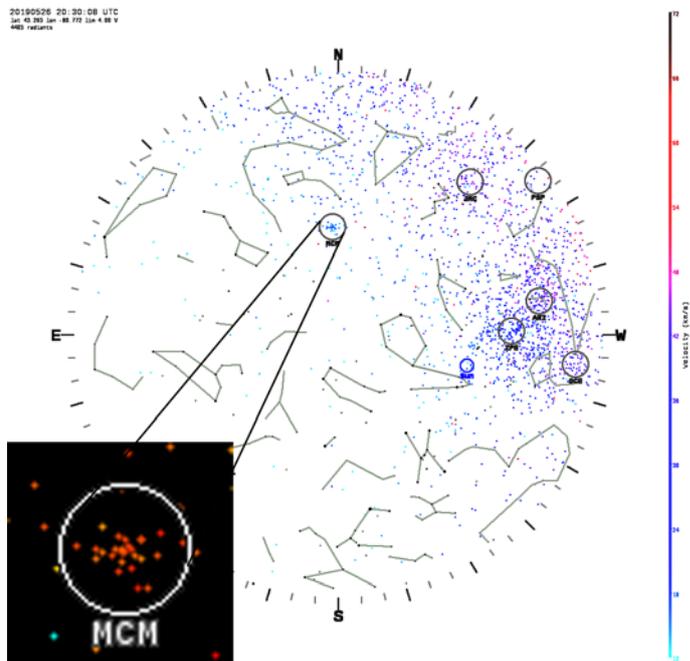
同様の機器、ソフトを使いながら、EDMOND と SonotaCo ネットのデータには、観測期間 (年) の違いの他に、速度による捕捉率の差、群判定の差という違いが見られた。特に、両者を総合して流星群の活動状況をまとめようとする際には注意が必要と考えられる。

おまけ：きりん群の突発

5/23 の NMS 同報で佐藤幹哉さんから、きりん群が 5/24 に出現するかもしれないという予報が出されました。CMOR で観測された 'MCM' というラベルの付いた群 (右図) がそれではないかと言われています。SonotaCo ネットで当日の観測では捉えられなかったようですが、同じく、NMS 同報で下田力さんが 5/22 に近いところから放射する 2 個の流星が捉えられているという情報が提供されました。

そもそも、「きりん群」とはどのようなものかも含めて下田さんの情報を検討してみます。

そもそも、きりん群は太陽黄経 40 度前後、RA=170-180, Dec=80 あたりで活動するとされていたものです。2014 年の活動から、太陽黄経 62 度、RA=120, Dec=80 度となっています。前者は EDMOND の前身のデータと CAMS によるものです。20190522_01385 (下田) はどちらかというと前者の位置に近いようです。しかし、EDMOND でも SonotaCo ネットでも、そこそこ背景 (散在) の活動があります。21/22 の活動をきりん座流星群と関連付けるのは少々無理のようです。



太陽黄経 35~65 度の範囲で、 $(\lambda-\lambda_s, \beta)=(50, 60)$ を中心とした輻射点分布で、EDMOND も SonotaCo ネットもよく似た分布を示しています。左上側の赤丸が従来の「きりん群」右下側が 2014 年のものです。

1. はじめに

前回、「測定誤差についてやや詳しく検討するとともに、得られる像の流星群による違いについて述べる」と書いたが、要は重野 DVD で遊んだ報告として調べた本人が面白かったことを紹介するだけのものであり、前回の補足である。従って、画像処理の方法については前回述べた通りであり、省略する。

2. 測定誤差

前回述べたように、通常、流星は観測者に向かって近づいてくる。従って、角速度は大きくなるはずである。しかし、流星の速度が大きく、継続時間の短い流星では、焦点距離が短いレンズを使った場合に角速度の変化を検出することは困難である。どのような場合なら、大気減速まで検出できるか検討してみよう。

(1)本報告の制限事項：素人が手動で測定する

SonotaCo ネットでは UFOAnalyzer の使用により、測定は自動化されて種々の補正も行われている。ここでの目的は、そのような補正以前の生の画像を扱うとどのような問題点があるのかを改めて確認することである。従って、ソフトと誤差の大小を競うのではなく、生の画像で見られる、流星像のにじみ（ピクセルをまたいでいる、ハレーションを生じている、バックグラウンドの揺れ等々）、流星像の移動、痕（尾）の発生、さらには外的な要因として雲の影響、画質の劣化などの現象を実地で体験して問題点を探ってみたい。

(2)誤差の大きさ

誤差の原因は以上のように様々あり、前回の発表では η -みずがめ群とオリオン群のフレームを蓄積した流星像を示したが、今回はフレームごとに分解したものを拡大して示す（「3. 流星群による画像の違い」）。

η -みずがめ群とオリオン群の画面上での位置(x, y)をフォトショップ上で測定して、各フレーム間の移動距離 Δd を求めたグラフを示す（いずれも縦軸の単位は mm）。また、フレームの番号 n と(x, y)の3次回帰を求めて、これによる各フレーム間の移動距離を推定したものを曲線(+)で示している。この回帰曲線と測定値の間の差を誤差とみなすと、 η -みずがめ群では 0.29mm とオリオン群では 0.50mm であって、オリオン群の方がやや大きい。この差をフレーム画像から推測してみよう。

η -みずがめ群の画像は、発光点と消滅点がともに視野外になっているため、測定の開始から終了まで、画像は鮮明である。一方、オリオン群のものは、両方を含んでいるので、発光点と消滅点の近くでは流星像とバックグラウンドの輝度差が小さい。この状況はオリオン群の場合だけに限らず、発光点、消滅点の近くの測定は誤差が大きくなっている。最初または最後のフレームの途中で発光が始まったり消滅したりしている場合も、輝度差が小さいことにより判定は困難である。

実経路の短い流星像では、明度差が十分ある経路部分を取り出すと測定範囲が短くなる。また、暗い流星の観測を目的として II を使うのであるから、見かけの経路長も短く、輝度差の小さい画像を測定することは避けて通れない問題と考えられる。

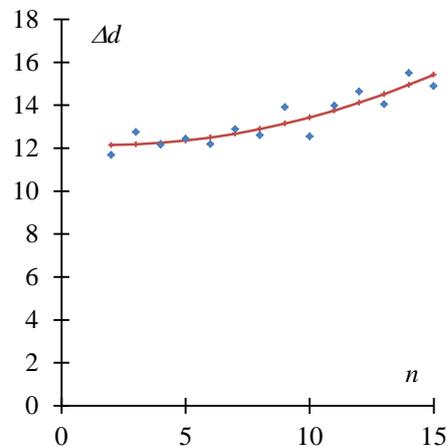
測定誤差が大きい場合に、流星像の見かけの移動距離を大きくすることで相対的に誤差の影響を小さくすることが考えられる。

- (a) レンズの焦点距離を長くする。
- (b) 輻射点高度が低く、実経路が長いときを狙う。
- (c) 輻射点から 90 度離れた方向を狙う。

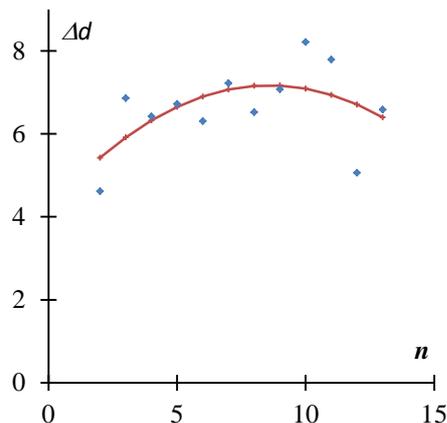
いずれの場合も、見かけの角速度が速くなるため、流星像が暗くなることは避けられない。また、輻射点が既知の流星群でなければ、輻射点方向に関する対応はできない。また、画像を 1/60 秒で読み込むことも考えられるが、画素数が半分になるため、画面に対して水平方向に近い経路の流星には不利になる。

(3)大気減速の検出

一部を除いて、ビデオ観測では流星の速度は平均値が用いられる。実際には、大気による減速を考慮していない分だけ、地心速度が小さく見積もられる。長経路の流星については上田昌良さんが独自のソフトで大気減速を考慮した軌道を計算されている。ここでは、重野 DVD の中で比較的明るい群流星について検討する。



η-みずがめ群



オリオン群

前回の報告で述べたように、輻射点から 90 度以内の方向を向いているカメラに対して流星は接近してくるようになり、つまり、角速度が大きくなるように運動するはずである。従って、角速度が減少するような変化が検出できれば、大気減速を検出できた可能性が高い。

ここに掲げたグラフは、前項と同様に測定値（菱形）とフレームの番号 n と (x, y) の 3 次回帰を求めて得た流星像の移動推定量を示したものである。ここまでに掲げた 5 つの流星像のうち 4 つについては減速が測定され得ることを示しているようである。

ここで、ばらつきの大いいやぎ群の流星像を確認すると、背景に微光星が多数存在し、測定を混乱させている状況が見られる。逆にふたご群では測定を惑わす要素が少ない。このように流星像の得られた状況によっても異なるが、基本的には 15 以上の測定点 (0.5 秒以上の継続時間) であれば大気減速は検出可能だと考えられる。

(4) 検討とまとめ

<遊ぶ>という本来の目的からは外れるが、改めて測定にはいろいろな要素が関係していることが分かった。観測→測定→整約→計算の過程を向上させるには、やはり泥臭い手作業も重要な役割を果たすと考えられる。

今回の<遊び>の中からも、より精密な軌道計算には従来から言われている、画素数を上げる、時間分解能を上げる、レンズの焦点距離を長くするという他に測定点の整約の際に 3 次以上の回帰曲線（または三角関数）を当てはめることができなければ、大気減速を無視せざるを得ないということが明確化された。測定点を直線近似することは角速度（さらには地心速度）を一定とみなすことであり、二次近似を適用すれば、角速度が一次関数であることを仮定していることになる。

観測条件にもよるが、15 以上の測定点が見られる流星像であれば、大気減速を考慮した整約、計算がなされることが望まれる。

実際に測定してみるまでは、ビデオ観測で大気減速まで求められるのは特殊な場合だけだと考えていたが、ビデオ観測・II 観測はかなりの数の流星で大気減速を考慮した軌道計算ができるだけの潜在的な能力を有していると感じた。

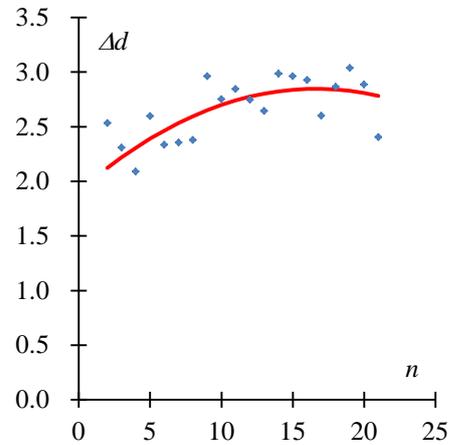
3. 流星群による画像の違い

発表者も他人のデータで遊ぶだけでなく、自身で観測したことがあることを示しておくことにしよう。以下に示す画像のうち、ジャコビニ群、ペルセウス群は発表者が撮影したものである。

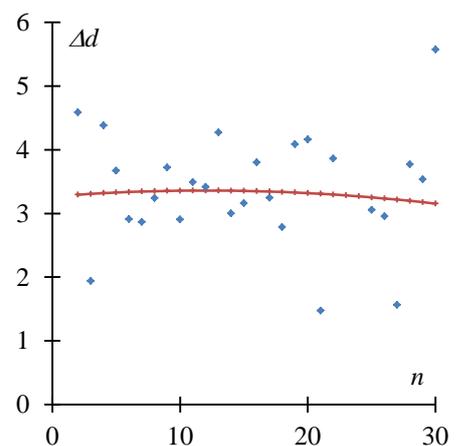
有痕率は地心速度に大きく依存するので、高速の流星群であるしし群、オリオン群、 η -みずがめ群、ペルセウス群にはいずれも<尾>ないし<痕>が認められる。また、中速の流星群である四分儀群、ふたご群でも明るいものには<尾>（あるいは短痕）が見られることが分かる。これよりも低速のおうし南群、やぎ群にはそれらしいものが見えないが、ジャコビニ群では<尾>が見られる。これはジャコビニ群の流星体の特殊性を表していると思われる。

動画や蓄積した画像では分かり難い流星群ごとの特徴もフレームごとの画像を切り出すことにより目で確かめることができる。撮影された流星を軌道測定だけに使うのはもったいない。

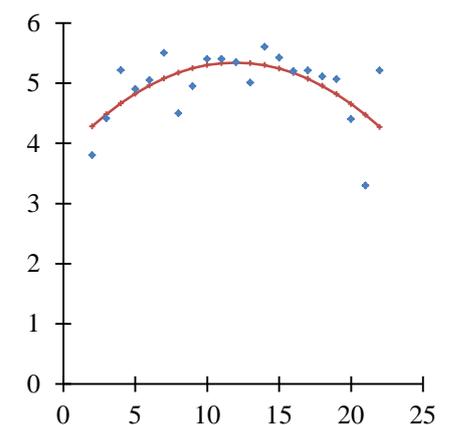
もっとも、最近では Sony から 240fps @ 1920*1080 Full HD 規格のものも販売されているとのことなので、もっと詳しく流星体の組成をスペクトル観測と連携して探ろうという本格的な研究には物足りないかもしれない。しかし、昔の 30fps 640*400 レベルのビデオでも楽しむ・遊ぶ分には十分だと思えた。



ふたご群



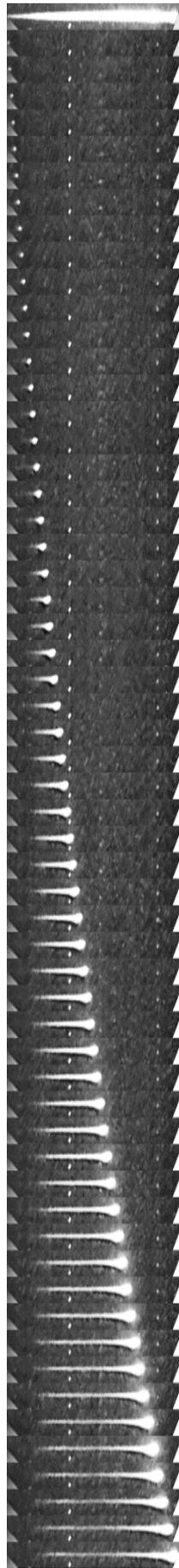
やぎ群



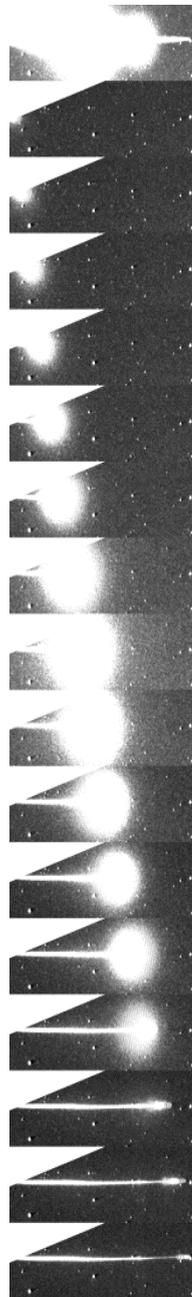
おうし南群



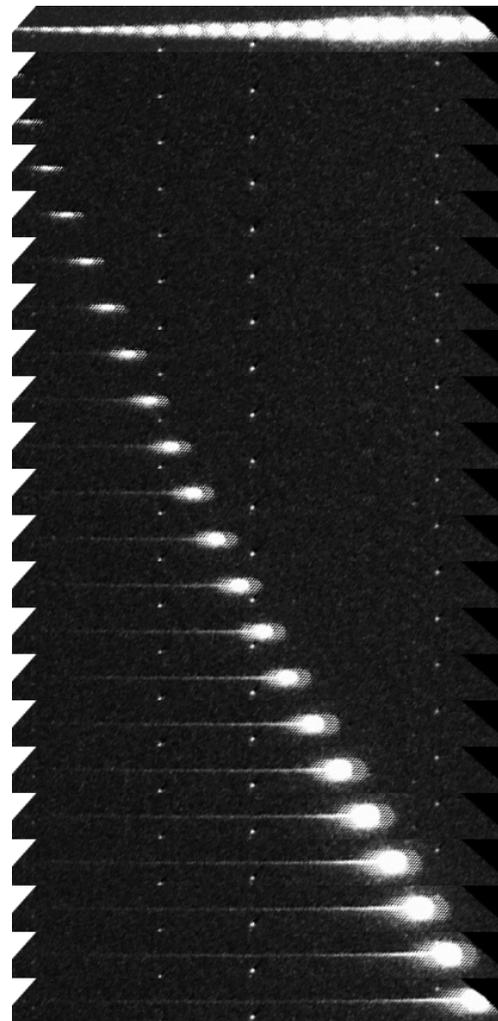
ジャコビニ群



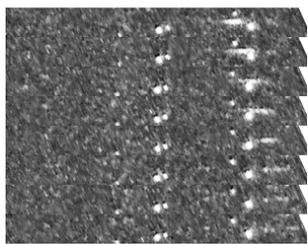
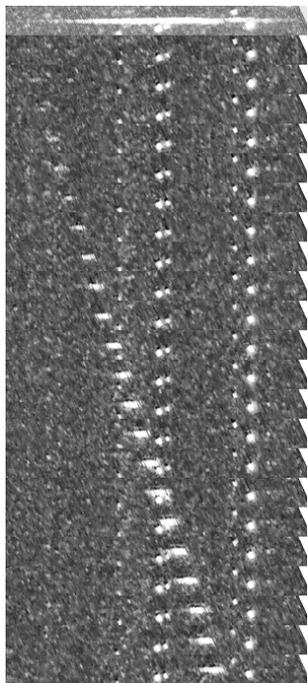
ペルセウス群



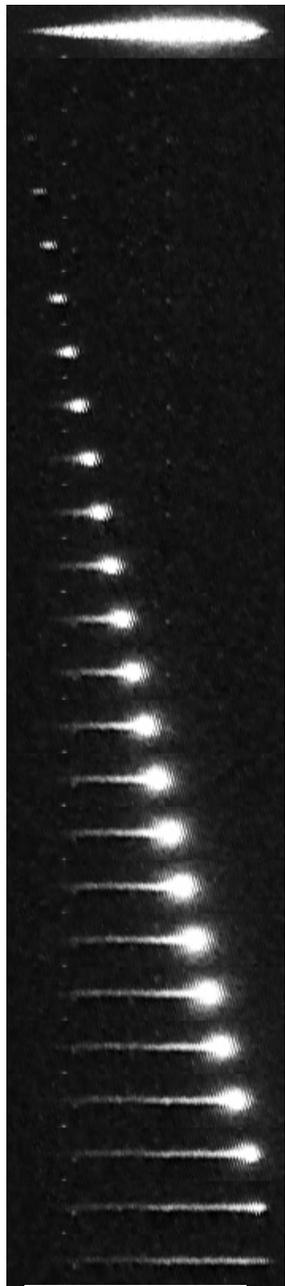
しし群



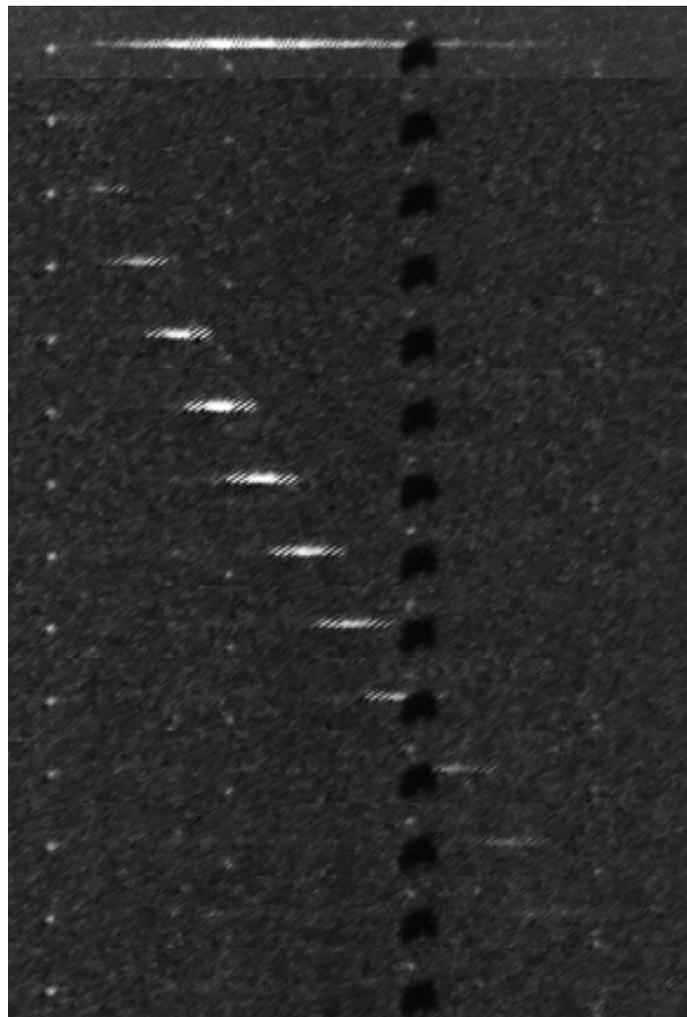
四分儀群



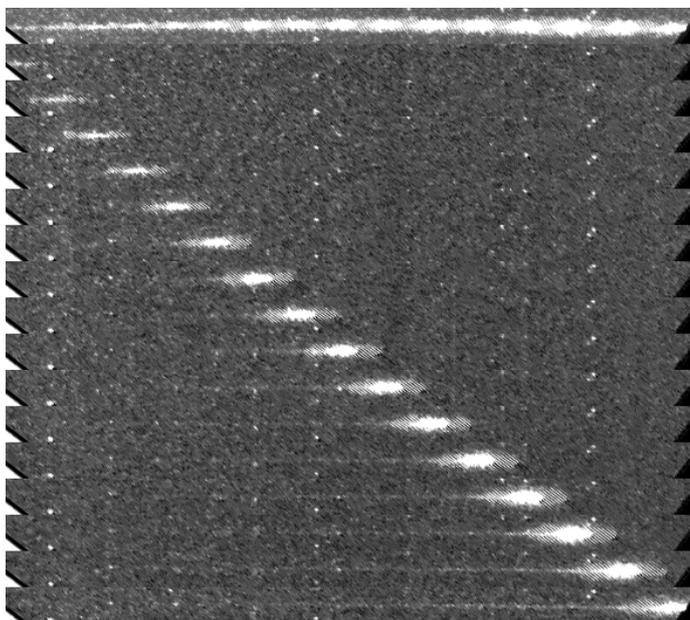
やぎ群



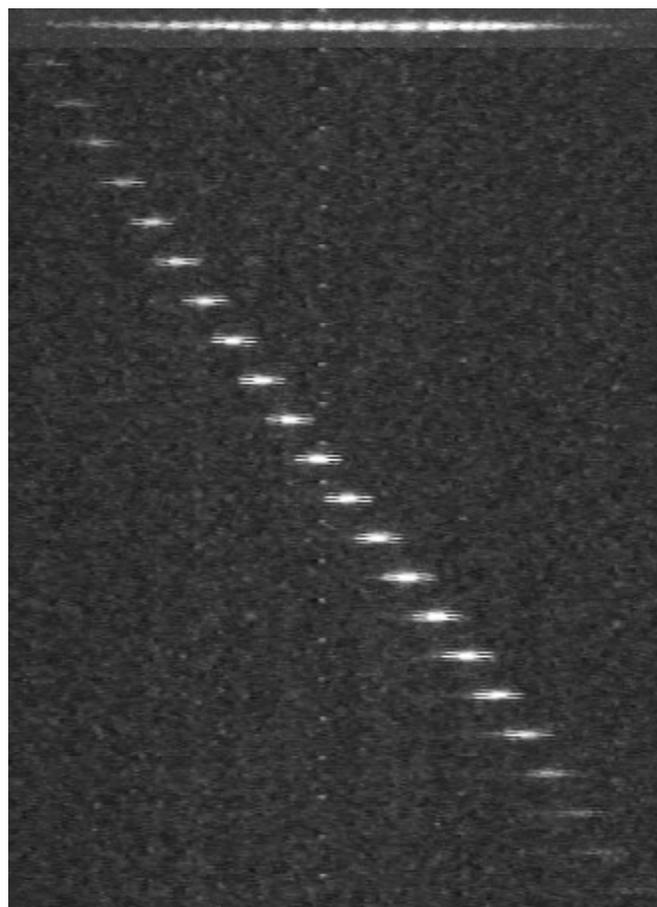
ふたご群



オリオン群



η-みずがめ群



おうし南群