

減衰

DECAY OF LIGHT FROM A METEOR TRAIN*

G. S. HAWKINS AND W. E. HOWARD†

Harvard College Observatory and Boston University Observatory

Received May 25, 1959; revised July 2, 1959

ABSTRACT

The rate of decay of light from a persistent meteor train was measured using a microdensitometer. The decay followed an exponential law at all measured points, and these points were located between heights of 84 and 93 km above the earth's surface. At 93 km the light decayed at a rate of 0.2 magnitudes per second; at 84 km the rate was 1.2. Evidence of radiation from atomic oxygen was found in the early part of the decay curve. A comparison of normal and long enduring trains shows that the rate of decay is controlled by the upper atmosphere and is not dependent on the properties of the meteor that produced the train.

93 km での減衰
0.2 mag./sec

I. INTRODUCTION

The train, or glowing column of light, produced by a meteor gradually decreases in brightness with time. The exact form of the decay curve has been uncertain, although Trowbridge (1907) suggested that luminosity is proportional to $(1 + Kt)^{-2}$, where K is the decay constant. He based this suggestion on observations made on the phosphorescent glows in discharge tubes, but its applicability to the phenomena of meteor trains has not been proven. Liller and Whipple (1954) studied the decay of a meteor train photographed with a Baker Super-Schmidt camera, using visual estimates of the intensity of the photographed image. Their measurements did not allow a determination of the decay law, and the expression of Trowbridge was assumed to hold. Determinations of the decay constant, K , showed that the rate of decay was a function of the height of the meteor train in the atmosphere. At heights of less than 85 and greater than 100 km the decay was rapid. At intermediate heights, between 88 and 98 km, the decay was slow, and the meteor train persisted for a long period of time.

減衰率

減衰率

An experimental determination of the shape of the decay curve would help solve the problem of the origin of the light from meteor trains. We have therefore selected a meteor train from the records obtained with the Baker Super-Schmidt cameras of the Harvard Meteor Project in New Mexico and have subjected it to an accurate photometric analysis.

II. OBSERVATIONS

The selected meteor train was photographed on film number ST 5488 at the Dona Ana Station on the night of June 29-30, 1954, at 6^h29^m U.T. The data pertaining to the meteor that produced the train are as follows: Correct radiant (1950), R.A. = 250°11', Dec. = 54°32'. Beginning height 108.0 km above sea level, end height 82.7 km. Absolute visual magnitude -1.4. Geocentric velocity, corrected for atmospheric deceleration, 26.18 km sec⁻¹. The orbital elements of the meteor are given in Table 1. The film showing the train has been reproduced by Cook and Hughes (1957) and by Watson (1956).

Seven exposures of the train were made on the same film with the camera tilted 0.3 degrees in declination between exposures. Table 2 gives the beginning and end times of each exposure, measured from an arbitrary epoch $t = 0$ when the visual observer started the train-camera mechanism. This action occurred probably 1.5 sec after the

* The work was supported jointly by the United States Army, Navy, and Air Force under contract with the Massachusetts Institute of Technology.

† Now at the University of Michigan.

tude than 1.09. When the width, x_0 , has been found, the integrated magnitude m^* can be computed from equation (3). The values of integrated magnitude are given in parentheses in Table 3, where again a constant arbitrary zero has been chosen.

IV. DISCUSSION

In Figure 1 we have plotted the peak magnitude of the train against time. The magnitude of the first image has been taken as zero for each height. It can be seen that the magnitude varies linearly with time, and therefore the intensity decreases exponentially

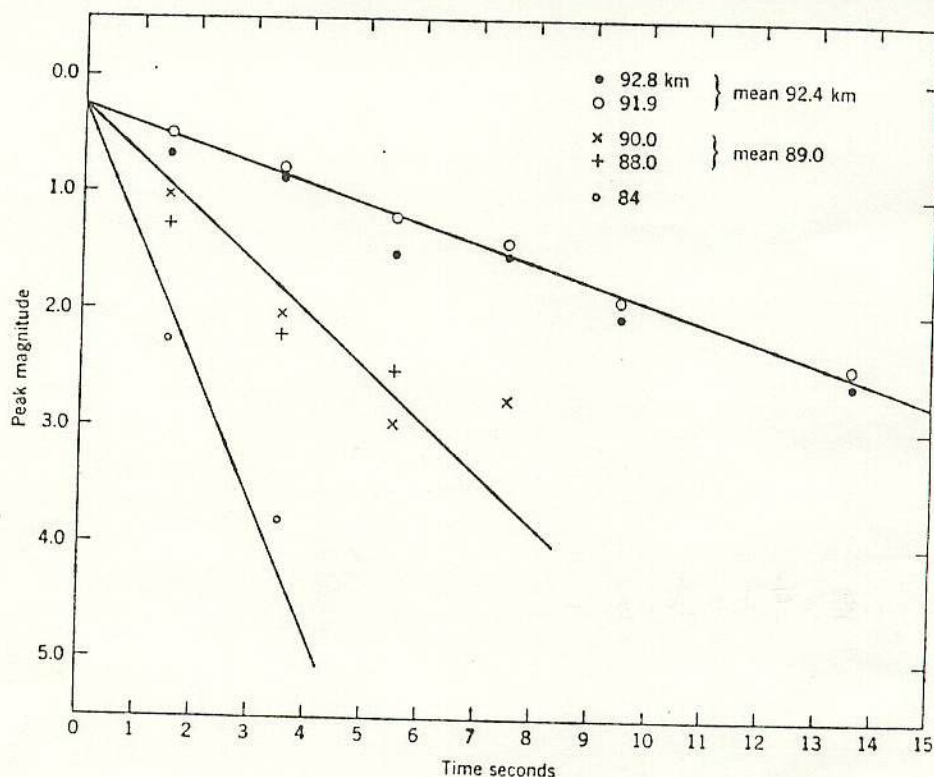


FIG. 1.—Decay law, magnitude versus time

with time. The initial decrease of about 0.3 magnitude in the first second of time is probably due to the light of atomic oxygen at 5577 Å (Halliday 1958). We deduce that the intensity, I , of the train is described by the expression

$$I = I_0 e^{-0.916 at}, \quad (4)$$

where I_0 is the intensity of the train at the time $t = 0$, and the decay constant, a , is measured in magnitudes per second. A similar law may be derived for the variation of total brightness as given in Table 3, but a greater uncertainty occurs in the determination of total magnitude because it involves the determination of the width of the image. The scatter of individual points is somewhat greater than shown in Figure 1.

The decay constant, a , has been determined for three heights from the slope of the lines in Figure 1. The value of a as a function of height is shown in Figure 2. These results can be compared with the original data of Liller and Whipple (1954) because the

relation $I = I_0/(1 + Kt)^2$ resembles an exponential for long enduring trains. It can be shown that $a = 5.02 t^{-1} [\log_{10} (1 + Kt)]$, where t_1 is the duration of the train. The earlier values have been converted and included on Figure 2. There is good agreement between the values of Liller and Whipple and those determined by accurate photometry in the present paper. The decay constant is strongly dependent on height, decreasing to a minimum value of 0.2 mag/sec at a height of 92 km.

The train studied here, St 5488, appears to have a duration that is longer than average. With a visual magnitude of -1.4 and a velocity of 26 km/sec, we would expect the duration to be less than 1 sec, according to the visual results of Millman and Robins (1935) and Millman (1950). Yet the train produced a photographic image in the last exposure which ended approximately 18 sec after the formation of the train. We estimate that the train would have remained visible for more than 10 sec, and the duration of the train

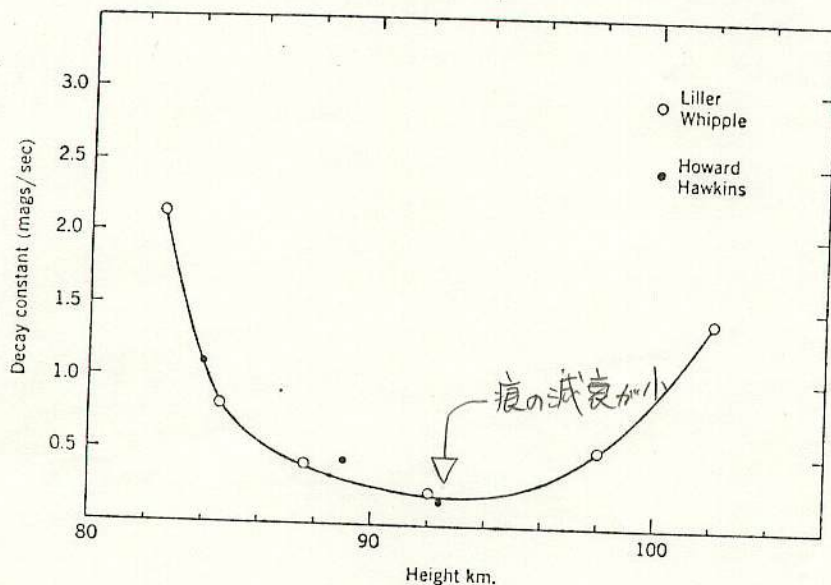


FIG. 2.—Variation of decay constant with height

is therefore 10 times greater than the normal value. On the other hand, the train of Liller and Whipple (1954) was a normal duration train. It is interesting to note that, although the present train was of unusually long duration, the decay rate was exactly the same as that of a normal duration train. We may infer that the decay of light from both normal and long enduring trains follows an exponential law and that the rate of decay is a well-defined function of height.

REFERENCES

- Cook, A. F., and Hughes, R. F. 1957, *Smithsonian Contr. Astrophys.*, 1, 225.
 Eggen, O. J. 1955, *A.J.*, 60, 65.
 Halliday, I. 1958, *A.p. J.*, 128, 441.
 Liller, W., and Whipple, F. L. 1954, *Rocket Exploration of the Upper Atmosphere*, ed. R. L. F. Boyd and M. J. Seaton (New York: Pergamon Press).
 Millman, P. M. 1950, *J.R.A.S. Canada*, 44, 209.
 Millman, P. M., and Robins, J. A. 1935, *Pub. A.A.S.*, 8, 147.
 Payne-Gaposchkin. 1938, "Harvard College Obs. Mimeograms Series III," No. 2.
 Trowbridge, C. C. 1907, *A.p. J.*, 26, 95.
 Watson, F. G. 1956, *Between the Planets* (Cambridge, Mass.: Harvard University Press).

Sodium emission in persistent meteor trains

Using theoretical estimates of the rate coefficient of the association of Na with O_2 , Kolb and Elgin¹ have shown that the catalytic effect of sodium in releasing the store of recombination energy of free atmospheric atomic oxygen is more powerful than was previously assumed². Drawing on evidence from measured Na D-line intensities, Kolb and Elgin estimate a branching ratio for the production of excited $Na(^2P)$ from NaO reduction of $f \sim 0.05$, which, using the model previously suggested² implies that at 90 km sufficient photon emission occurs for an enduring train to result from a meteor of magnitude about -6. It is instructive to relate this estimate to observation. It is known that the trains of small duration show an initial emission decay at 90 km of about 0.2 mag s^{-1} and since the radiation probably results from the interaction of ionic constituents of the train so that the reaction rate varies inversely as the meteor column cross-sectional area and hence inversely as time, a decay of 5 mag would be expected between about 1 s and 100 s. We may infer that any train luminosity having a duration $t \geq 100 \text{ s}$ must be due to a catalytic (sodium) mechanism. In Olivier's catalogue³ 55% of trains ($t > 10 \text{ s}$) were produced by high velocity shower meteors, Perseids, Orionids and Leonids. In the duration-magnitude characteristics given for 3700 trains by Millman⁴ the average meteor magnitude corresponding to a duration of 100 s is in the range -7.5 to -5 for velocities $60\text{--}70 \text{ km s}^{-1}$. From the extensive surveys of Hoffmeister (see ref. 4) and Olivier, one visual meteor in 780 results in a train of duration $t > 10 \text{ s}$. Using ref. 5 the difference in magnitudes between meteors responsible for trains of 10 s and 100 s duration is 2.5 implying a corresponding incident

meteor flux ratio⁵ of 27:1. Since the mean visual meteor rate⁶ to a single observer is 9.7 h^{-1} the observed occurrence frequency of trains $t > 100 \text{ s}$ is $4.6 \times 10^{-4} \text{ h}^{-1}$. In comparison the cumulative flux of meteors having magnitudes brighter than -6 for an individual observer is, using Hughes⁶ $3.1 \times 10^{-4} \text{ h}^{-1}$. Though there are uncertainties in $[O_2]$ and f and variations in Na abundance, the sodium cycle process is strongly supported as a source of persistent meteor train luminosity. This conclusion may be viewed in the light of the review of train characteristics by Hughes⁷.

Hughes considered evidence for the mechanisms responsible for persistent meteor train emission and on the basis of visual observations^{8,9} concluded that

the evidence supported a mechanism that is closely associated with the level of meteoric ionization rather than with meteoroid mass or meteor luminosity. It is of importance to emphasise that based on the observations^{8,9} the conclusion of Hughes is inappropriate. The results of Lindblad¹⁰ for Perseid meteor trains are confined to very short durations, t : for only 2% of the trains was $t > 3 \text{ s}$ while for 90% $t < 1.5 \text{ s}$ indicating that the observed light was associated with the meteor wake emission and in particular the well known OI 5577 Å feature. Indeed the data of Lindblad permit the determination of the effective lifetime τ (decay constant) of the emitting species. It is straightforward to show that the gradient of train duration-meteor magnitude plot is given by $-\tau(\log 10)/1.51$ and using Lindblad (Fig. 11B) $\tau = 0.21 \pm 0.05 \text{ s}$. In comparison, the radiative lifetime of the OI ($^1D_2 \leftarrow ^1S_0$) transition is 0.74 s. However the great majority of observed trains were in the 90-100 km height interval (Lindblad, Fig. 18) where deactivation of the $O(^1S_0)$ state most effectively occurs with O and O_2 . Using recommended quenching coefficients and known atmospheric concentrations

1個/観測2000時間

ほとんど90%の痕は3秒以内

the quenching rate at 95 km is $\sim 2.9 \text{ s}^{-1}$ resulting in an effective emission lifetime of 0.23 s. Plavec⁹ does not state the durations of trains in his analysis. We note, however, that according to Plavec (a), the trains disappeared in a few seconds, (b), there was concern with the effects of observer reaction times on duration measurements (c), 50% of Perseid meteors yielded trains in contrast to the much lower proportion at lower meteor velocities. The results indeed coincide with what is now known about the green line emission (the 5,577 Å feature was not identified until 1958). It is quite clear that the observations of Lindblad and Plavec do not refer to the true rare enduring train phenomenon.

W. J. BAGGALEY

Physics Department,
University of Canterbury,
Christchurch,
New Zealand

- ¹ Kolb, C. E. & Elgin, J. B. *Nature* 263, 488-490 (1976).
- ² Baggailey, W. J. *Nature* 257, 567-568 (1975).
- ³ Hawkins, G. S. & Howard, W. E. *Astrophys. J.* 130, 1003-1007 (1959).
- ⁴ Olivier, C. D. *Proc. Am. Phil. Soc.* 101, 296-315 (1957).
- ⁵ Millman, P. M. *J. R. astr. Soc. Canada* 44, 209-225 (1950).
- ⁶ Hughes, D. W. *Mon. Not. R. astr. Soc.* 166, 339-343 (1974).
- ⁷ Hughes, D. W. *Nature* 257, 533-534 (1975).
- ⁸ Lindblad, B. A. *Medin. Lunds astr. Obs. Ser.* 1, No. 189 (1956).
- ⁹ Plavec, M. *Bull. astr. Instit. Czech.* 2, 19-21 (1950).

MSS-010

Nature Vol. 257 October 16 1975

痕はききた高さの半増す。

Persistent meteor trains

from David W. Hughes

BRIGHT meteors often leave a faint, persistent luminosity along the visual path after they have passed. For most meteors this luminous train lasts for a very short time, but for some it may be observable for seconds, minutes or even an hour. This persistent train is not formed along the whole path of the glowing meteor nucleus but only along that part of the path which falls within a specific height region of the atmosphere, usually between 85 and 90 km above the Earth. The colour of the train is green or yellow, fading to white as the train decays, the observed spectrum consisting of very few bright lines. Trains illuminated by sunlight, however, are red or orange, mainly due to the reflection of sunlight from the

fine dust particles left behind the ablating meteoroid. Trains expand laterally at a rate of about 1.6 m s^{-1} , so a train which persists for an hour is about 11 km across at the end of this time. Train luminosity, I , decays according to the formula $I = (a + bt)^{-2}$ where a and b are constants and t is the time.

Many meteor trains appear double after a time, the train gradually becoming a tube of luminous matter which,

viewed from the side, appears like a double line of light. This effect may be caused by the dying out of the luminosity along the train axis or by the expanding edge of the train having a greater luminosity. If the luminosity was distributed evenly throughout the cylindrical train it would appear brightest in the centre when viewed from the side. During their lifetime the trains are blown about by the prevailing winds in the mesopause region of the atmosphere and in the first quarter of the twentieth century meteor train movement was the only indicator of the winds and turbulence in the upper atmosphere.

30MSS
155-030

NO. 1
DATE 6

表 1. 各種流星の痕跡 (山口本雄 によるもの)

年月	流星の * 位置・変り・速度	各流星の 特徴	痕跡の色	観測地 (位置・変り・速度)	各流星の 位置・変り・速度	流星の 位置・変り・速度
1966 Aug.	← Agr δ	緩	緑	大田・栗太	41.6	BW (1.5-2.5)
1968 Nov	← Leo	甚速, 激	赤	大田・栗太	71.6	R
1973 May Aug.	← Agr η ← Per	速・痕 "	黄 (透明) 黄	大田・花園 大田・栗太	66.6 60.5	BW BW
1976 Oct	← Ori	速・痕	黄	美しヶ原	67.5	BW
1977 Aug Oct Nov Dec	← Per ← Ori ← Leo ← Umi	速・痕 " 甚速・痕 緩	オレンジ・緑 青 赤 赤	戸院 松本市田田 " "	60.5 67.5 71.6 34.1	BW BW R R
1978 May Aug	← Agr η ← Per	速・痕 "	オレンジ オレンジ→緑	松本市田田 美しヶ原	66.6 60.5	O BW
1978 Jan May Jul Aug Oct	← Dra ← Agr η ← Agr δ ← Per ← Per ← Cap ← Ori	速 速・痕 緩 速・痕 " " 緩 速・痕	黄 オレンジ 黄 (短線型) オレンジ 緑 オレンジ 黄 黄	松本市田田 " " 美しヶ原 栗太 " " 美しヶ原	41 66.6 43.7 56.5 60.5 " 23.5 67.5	Y O Y (-3) BW BW R (1.5) Y BW

Clan

1979	← And ← Tau ← Cct Nov Dec	← Leo ← Gem ← Cyg
1980	Apr Aug Oct Nov Dec	← Lyr ← Vir ← Per ← Ori ← Leo ← Gem
1981	Jan May Aug " " Oct Nov Dec	← Dra ← Agr η ← Per ← Per * ← Cyg ← Ori ← Tau ← Leo ← Gem
1982	Jan May Aug Oct Nov Dec	← Dra ← Agr η ← Agr η ← Per ← Per * ← Ori ← Ori ← Leo ← Gem ← Aur

← Ori 82' 10月27日 27h 14m 54s 出現, 流星痕の分光.

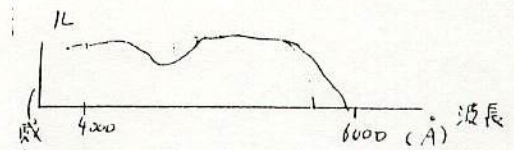
カメラとフィルムの Re-2475. フィルターなし

- ② " Y48
- ③ " R60
- ④ High Speed 1/75 R76

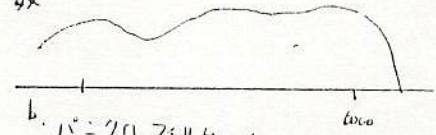
①~④ 同時に 出現後 19s後~49s後, 79s後~109s後
129s後 ~ 179s後 まで

緩	オレンジ	英しり原		Y
"	青	"		O
"	緑灰色	"		O
速	青	松林園	71.6	R
速	黄	松林園	36.3	BW
緩	白灰色	"		Y
速	オレンジ	松林園	48	O
緩	ピンク	"		"
速	緑	聖山	60.5	BW
"	黄	龍川	67.5	"
速	黄	松林園	71.6	R
緩	黄	"	36.3	BW
速	黄	大坂、東大坂	41	Y
速	オレンジ	松林園	66.6	O
"	緑	聖山	60.5	BW
"	オレンジ	松林園	"	R
速	黄(短波)	聖山	"	Y
速	黄	松林園	67.5	BW
速	黄	"	"	"
速	黄	松林園	71.6	R
緩	黄	"	36.3	BW
速	黄	松林園	41	YW
速	オレンジ	大坂	66.6	O
"	緑	"	"	G
"	黄	聖山	60.5	YW
"	オレンジ	松林園	"	R or Pink
"	アマツバ	"	67.5	Y
"	赤か、色	"	"	O
速	赤	"	71.6	R
速	赤(短波)	"	36.3	BW
"	オレンジ(短波)	"	"	O

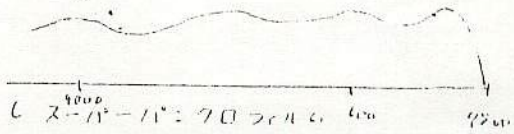
Clan



感度
波長
4000 6000 (Å)
オルソバニ フィルム
Xレイ、フラスコ など



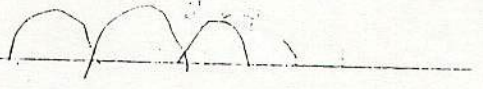
感度
波長
4000 6000 (Å)
パニクロ フィルム
トライム、SSS など



感度
波長
4000 6000 (Å)
スーパーパニクロ フィルム
R=2475, 103 RF など



感度
波長
4000 6000 (Å)
スーパーパニクロ フィルム
R=2475, 103 RF など



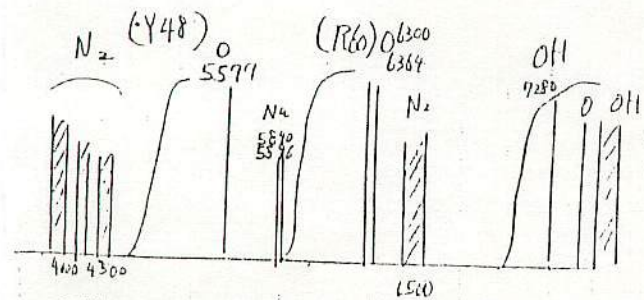
感度
波長
4000 6000 (Å)
カラー フィルム
マクラー 400 F

図2. 各フィルムの特性

83' 1月9日

流星痕の4色分光の報告

資料 3



予想される流星痕の光線

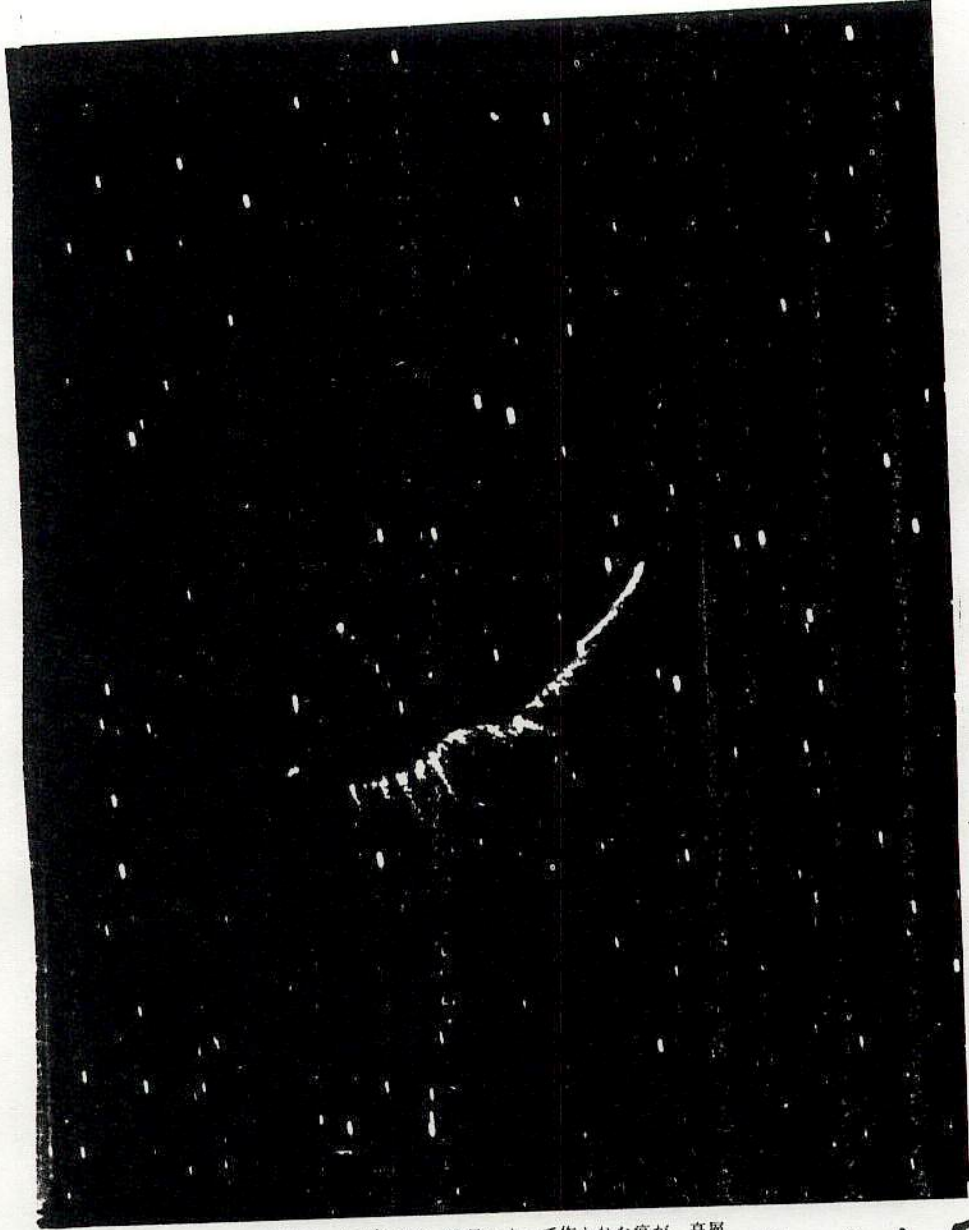


写真4 この写真は、流星によって作られた痕が、高層大気中の速い風によって吹き流されたところを示している。しし座群のマイナス6等級の流星が見られたあと2分間の露出による撮影で、痕は東に吹き流されている。(James W. Young, Table Mountain Observatory, JPL)

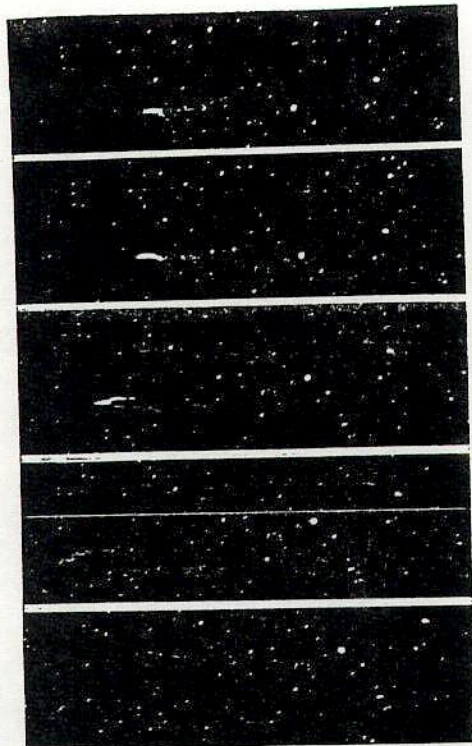
らせん形

コイル形 痕の形

ーホへニマイヤー著

「流星と火球と隕石と」のグラフィック

より、他にも天ガ、天象、天象にも
らせん状の痕、多数



大流星の痕の変化 明るい流星は、流れたあとに光る「痕」を残すことがある。これは痕が高空の風に流されて形が変わっていくのをとらえためずらしい写真である。上層大気の研究にも貴重な資料である。

天文学の招待より

図4

(1968.10.20 上から3時23分10秒、26分30秒、27分40秒、29分00秒)

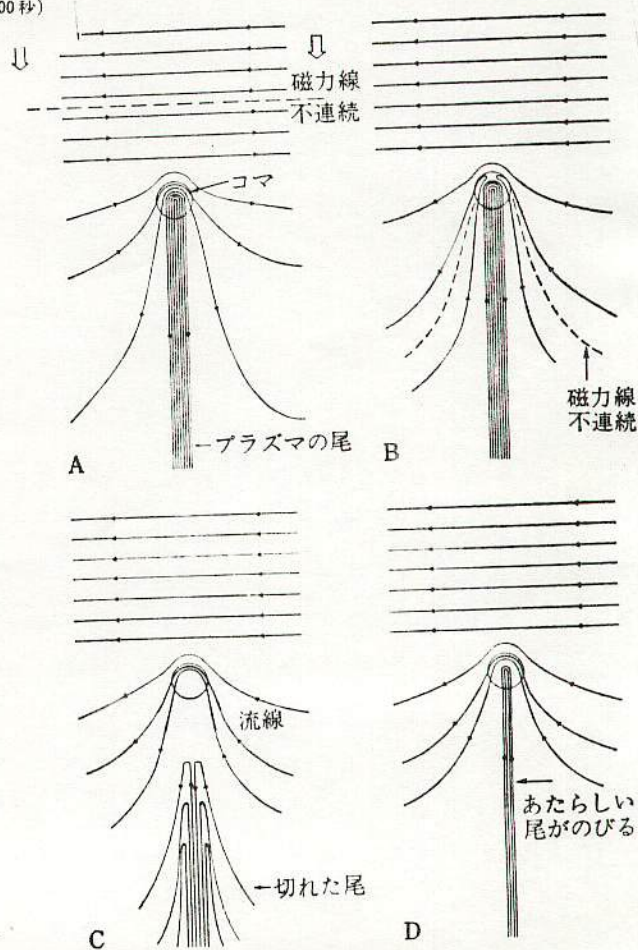
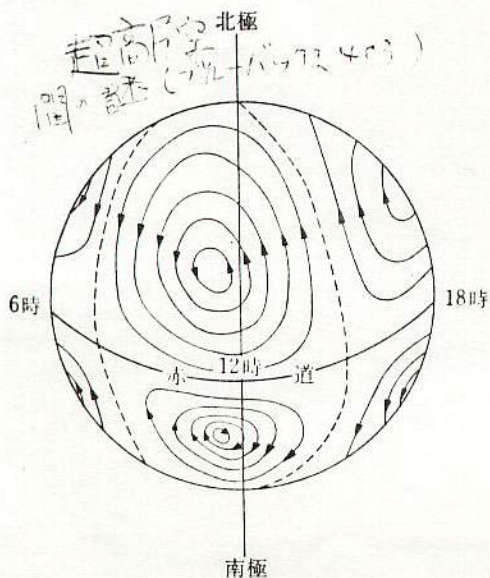


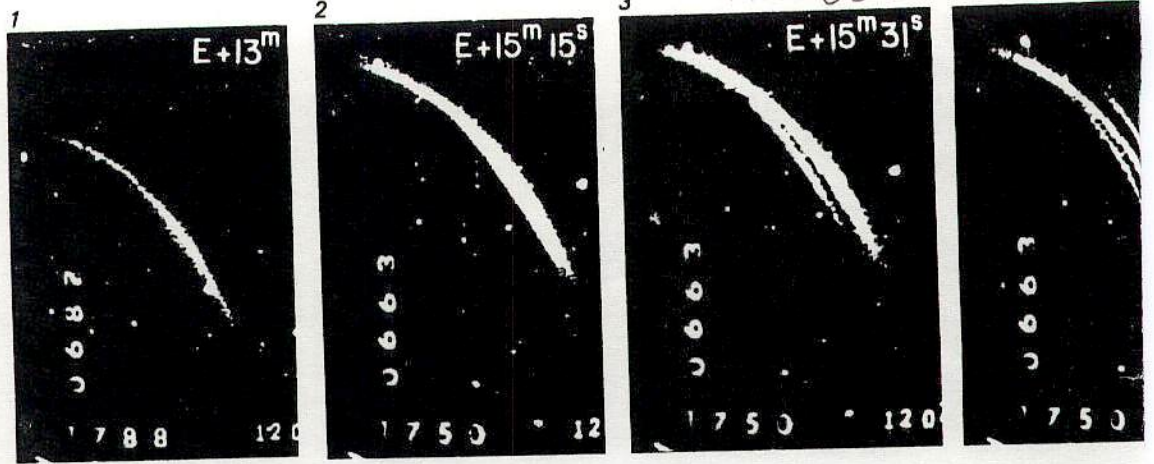
図2 地球の電界



13.9 電流の分布 (時刻は各地の地方太陽時)

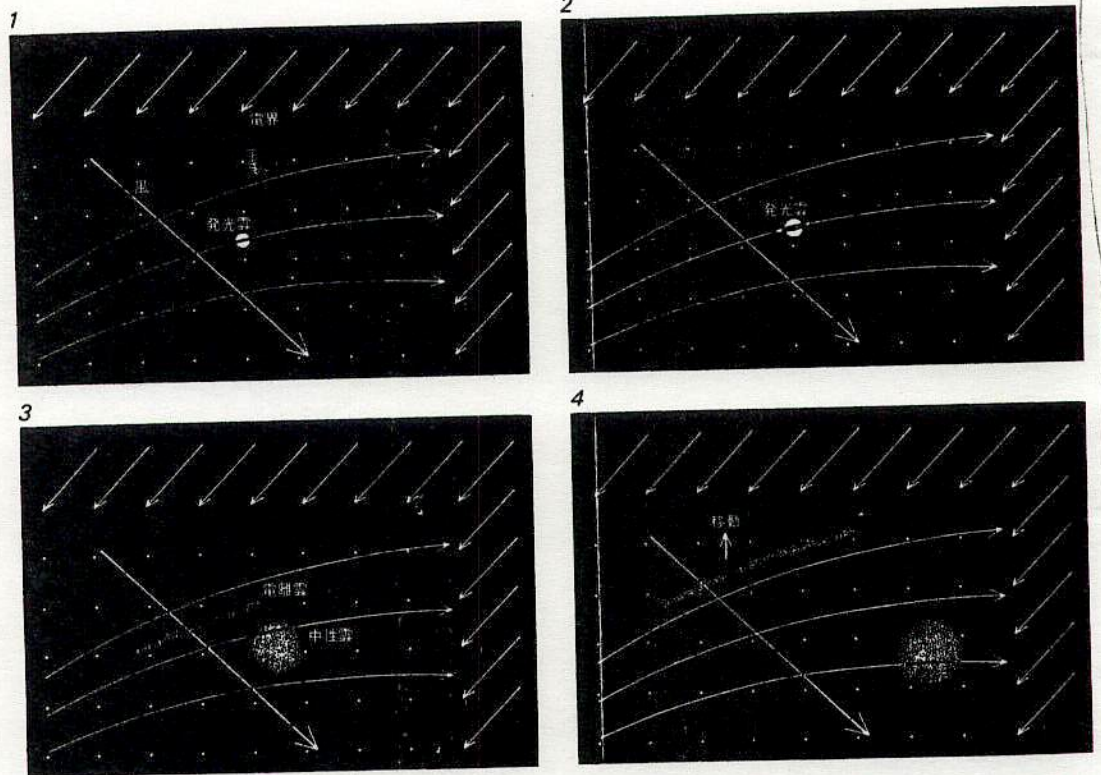
→
図6
彗星
の尾の
切れ方

図4・12. 不連続のおきる原因。



プラズマが凍結しない例 理想的なプラズマは磁力線に凍結されるというアルベーン (Hannes Alfvén) の考えが必ずしも成り立たない例をー

速の像で示している。これは、高度5500キロメートル(図では右下方)のひも状バリウム発光雲が、図のように分裂してしまうことによって確認された。



人工発光雲の変化 aは、ロケットから発光雲となるべき蒸気が噴射された直後の状態を示す。bは、aから10秒くらい経過した後の様子。雲は膨張を始め、バリウム原子の一部はイオン化され、磁力線方向にのび始めている。cは100秒後の状態。ストロンチウム中性雲とバリウム電離雲は完全に

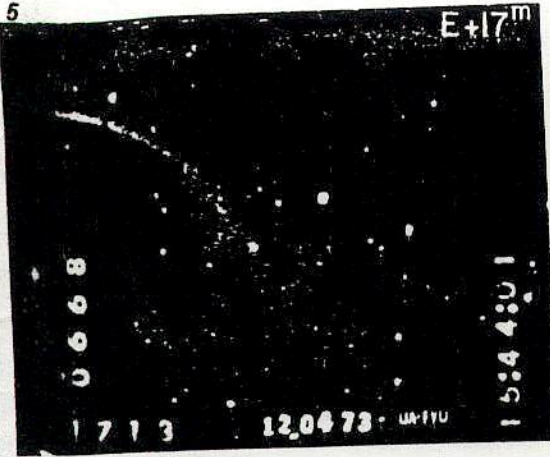
分離した。青い中性雲は球形のまま、大気の流れの方向に移動し、紫色の電離雲すなわちプラズマ雲は、磁力線方向にのびた形で電界の影響を受け、移動している。1000秒すなわち約17分経過したdでは、中性雲と電離雲はどちらも一定方向に移動し続け、両者の隔たりは非常に大きくなっている。

(P72)

資料 1

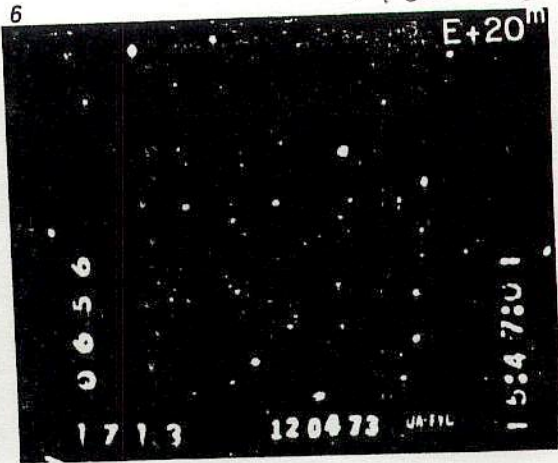
図6
磁界、電界と風の影響
別冊サイエンス 1

5



これに反して、この高度以下(図では左上方)のひも状発光雲では、分裂の傾向がまったく見られない。バリウム発光雲を放出したのち13分経過して、発

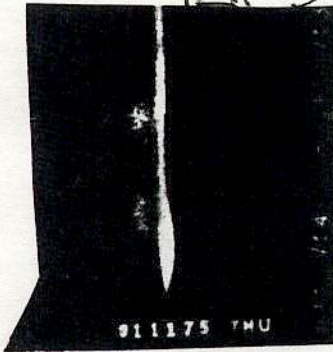
6



光雲を通る磁力線がちょうど弧状オーロラを通る磁力線に一致した時点で、このような分裂が見られた。右端の像は放出後20分の時点を示す。

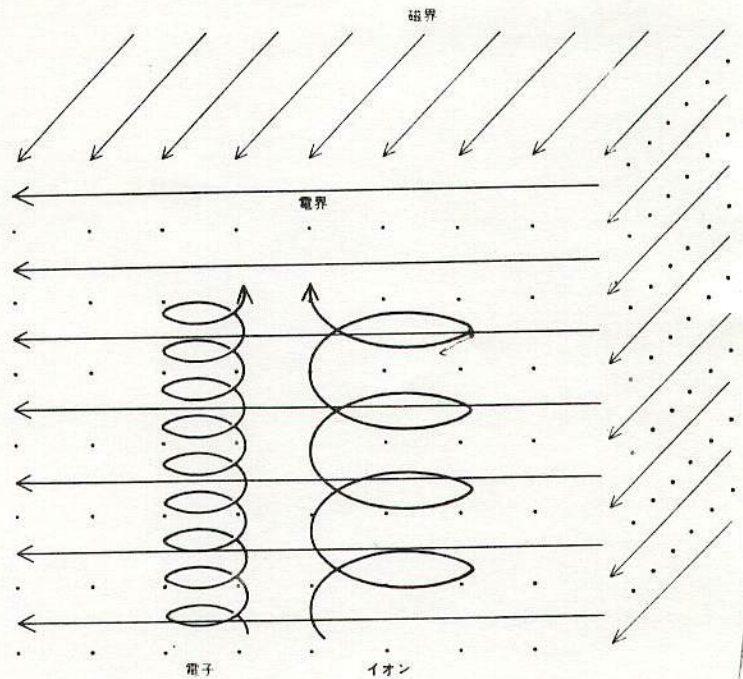
(P 74) (図3と同様)

図3



バリウムイオンの発射 金属バリウム板でおおわれた高速成形爆薬を使用すれば、毎秒 14 キロメートルの初速で、バリウムイオンを直線状にビームとして発射することができる。大気分子との衝突による減速を避けるため、高度 500 キロメートル以上で、磁力線方向、上方に向かって、このような射出を行なうと、バリウムイオンは磁力線をからみながら、1 万キロメートル以上高空の磁気圏にまで達する。写真では高度 280 キロメートル(下端)で射出され、高度 5000 キロメートル近くまで伸びている。この方法によって、全長 1 万キロメートル以上にわたる地球磁力線の形を、直接観測することができた。さらに、磁力線に平行な電位差や、磁力線に垂直な電界成分の高さによる変化も求めることができた。

P.10)



磁界と電界が共存するときの荷電粒子の運動 電界が磁界に垂直に加わると、荷電粒子はラセン運動を行ないながら、電界と磁界の両者に対して垂直な方向に移動してゆく。このため、地球磁界のような既知の磁界内で、荷電粒子がどの方向にどんな速さで移動するかを観測すれば、その地点での電界の向きや大きさを知ることができる。

図7. 地球

磁界と電界と電子

陽圏と地球磁場より

Survey of Observations of Meteor Trails

PETER M. MILLMAN*

National Research Council, Ottawa, Canada

The general nature of the luminosity and ionization appearing along the trajectories of bright meteors is discussed on the basis of observations made with optical cameras and radar equipment. Six distinct categories of phenomena are described: 1) a sharp luminosity peak that moves with the meteoroid and consists chiefly of the low excitation radiation of atoms in the neutral and first ionization stages, 2) a moving-ball type of radar target that also travels at the velocity of the meteoroid and appears along the highest portion of the trajectory, 3) a trailing wake with duration measured in small fractions of a second and with a faint luminosity arising from the lowest excitation levels in a number of common atoms, 4) a metastable train lasting a second or two along the upper part of the trajectory, the luminosity arising from a forbidden green line of neutral oxygen, 5) a persistent train that may remain visible for several minutes and that probably includes the lines of neutral sodium and magnesium in its luminosity, and 6) an enduring radar echo that lasts for a considerably longer period than the optical persistent train and that, like it, is modified continually by the wind structure of the upper atmosphere.

Meteor Spectra

As noted previously, roughly 10^{-3} of the original kinetic energy of the meteoroid is converted to visible light during its passage through the atmosphere, and, as a very general approximation, about the same amount of energy appears as ionization. Most of the remainder of the energy is converted into heat. Observational evidence indicates that the meteoroid loses kinetic energy by a continuous ablation of mass rather than by any appreciable decrease in velocity.⁹ Deceleration becomes significant only in the case of very slow fireballs that penetrate to abnormally low heights. A simplified physical picture of a bright meteor assumes the direct collision between the meteoroid and the air molecules, with the resulting ablation of the solid mass. Through subsequent collisions between the air and the moving cloud of meteor plus air particles, atoms and molecules are excited into energy levels from which radiation is emitted. This results in the characteristic atomic line spectrum of bright meteors along with a few molecular bands, in particular those of nitrogen.²⁶ The following neutral atoms have been identified reliably in the light of meteors: hydrogen, nitrogen, oxygen, sodium, magnesium, aluminum, silicon, calcium, chromium, manganese, iron, and nickel. The first-stage ionization of the following atoms also appears: nitrogen, oxygen, magnesium, silicon, calcium, iron, and strontium. In general, the excitation is low, most of the multiplets identified having excitations of the upper level between 2 and 8 eV.

Velocity in the atmosphere is the parameter that has by far the greatest effect on the general character of a bright meteor spectrum. The fast meteors have spectra that contain strong lines of a number of singly ionized elements, calcium, magnesium, and silicon being particularly prominent here. Meteors of medium speed have a few ionized lines, but they are not outstanding. The light of slow meteors is from neutral atoms and molecules only. The slowest objects may penetrate the atmosphere to heights where a gas cap

builds up in front of the ablating meteoroid.³¹ Significant blackbody temperature radiation may be present, but the major part of the light still comes from individual atoms and molecules.^{2, 27}

Meteor Wakes

Of particular interest here is the actual shape and form of the meteor as it moves down its trajectory. The visible object is not the meteoroid itself but the glowing cloud of atoms and molecules which surrounds it. The angular motion across the sky is so rapid that in most cases the persistence of vision will mask the true form of the meteor head, even if it is large enough to be resolved by the eye. Analysis by ordinary photography also suffers on account of the rapid angular motion and various effects of photographic diffusion common with bright images. A very useful device for studying the nature of the moving meteor image is an occulting shutter installed on the camera either in front of the lens or immediately in front of the emulsion. Figure 1 illustrates qualitatively the nature of typical meteor tracks as photographed with a rotating shutter. As one moves farther away from an ideal moving point source, the effects of the shutter occultations become progressively less evident.

Figure 2 is an example of direct meteor photography with a rotating shutter before the lens. It will be seen at once that here much the greatest percentage of the light emitted was concentrated in a relatively small image, but that some trailing luminosity was detected. In an early study of such photographs,²⁸ it was noted that in most cases of bright meteors there was evidence of a wake extending from 20 to 200 m behind the meteor head, and that in general the integrated luminosity of the wake was considerably less than $\frac{1}{10}$ the luminosity of the head. More recently McCrosky¹⁴ has studied a much larger amount of data on faint meteors photographed with the Super-Schmidt cameras,²² and he finds that a wake is detected more frequently in the low-velocity objects. He concludes that it is produced by fragmentation of the meteoroid into particles approximately 10^{-6} g in weight. It is probable that the wake found in the case

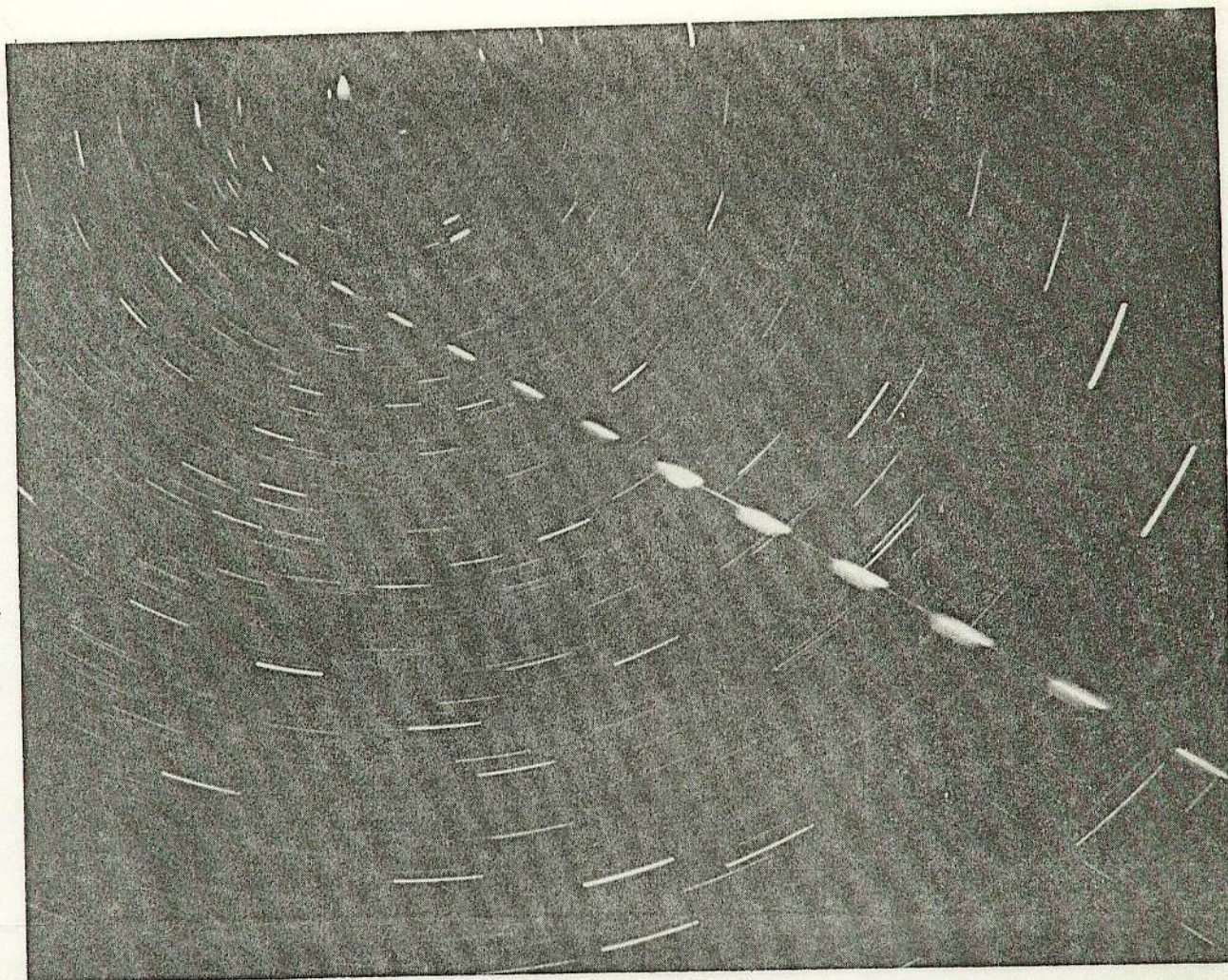


Fig. 2 Photograph of two meteors, secured in Ottawa with a stationary camera and a shutter rotating in front of the lens on August 12-13, 1949. The meteors, with direction of motion from upper left to lower right, had velocities of 60 km/sec (200,000 fps) in the atmosphere. Shutter breaks were at 0.1-sec intervals, the closed period being equal to the open period. Evidence of a wake and the beginning of a persistent train appears in several of the shutter breaks for the brighter meteor, which was of visual magnitude -4 with a train seen in moonlight for 11 sec and an enduring radar echo lasting 112 sec. The short arcs of circles were produced by the stars trailing about the north celestial pole during the 25-min exposure. (Dominion Observatory photograph)

of very bright fast meteors consists essentially of trailing atoms and molecules, whereas the wake for the fainter and slower meteors involves both fragmented particles and the atoms and molecules that are the end product of much of the meteoroid mass.

Figure 3 illustrates the spectrum of a typical wake of the first type. The excitation is very low, the intercombination lines of magnesium and calcium and the lowest-level iron multiplets appearing with unusual strength. The upper energy levels of the brighter multiplets identified range from 2.5 to 3.1 eV. This low excitation is typical of much lower velocities than the 60 km/sec (200,000 fps) at which this meteor was moving. Apparently the particles in the wake have been decelerated strongly.

Metastable Trains

In Fig. 4 is shown a different phenomenon, a radiation in the green region of the spectrum (5577 Å) which has a duration of the order of 1 or 2 sec and hence exhibits no evidence of shutter breaks. Since this is produced by a transition from a metastable energy level of the neutral oxygen atom, the term *metastable train* is suggested as applicable. It first was identified by Halliday⁵ and is found in the spectra of the high-velocity meteors, appearing in general along the upper portion of the trajectory. The metastable train occurs normally in

the height range 115 to 95 km (370,000 to 300,000 ft), whereas the remainder of the visual luminosity is roughly 10 km lower. The oxygen green-line radiation generally is present in all auroral displays. Its presence in meteor spectra has not yet been explained fully on theoretical grounds.

Persistent Trains

A luminosity of still longer duration frequently is observed in the case of bright meteors, and this has been termed the *persistent train* (Fig. 5). In extreme cases it may last for appreciable fractions of an hour, although maximum durations of a few minutes are more usual. It is correlated with meteor brightness and velocity, being more prominent as these parameters assume higher values.¹⁸ Visual observations and direct photographs of persistent trains show a rapid diffusion and a distortion into various twisted forms by the wind shears present in the upper atmosphere.²¹ Liller and Whipple have made a quantitative study of these motions in the case of a few photographic records.¹² Hawkins and Howard⁶ find an exponential decay law for the luminosity of a persistent train, with a minimum decay constant in a height range 88 to 96 km (290,000 to 310,000 ft). Unfortunately, no photograph of the spectrum of a persistent train yet has been secured, and so there is some doubt as to the nature of this long-enduring luminosity. Observations made in the nine-

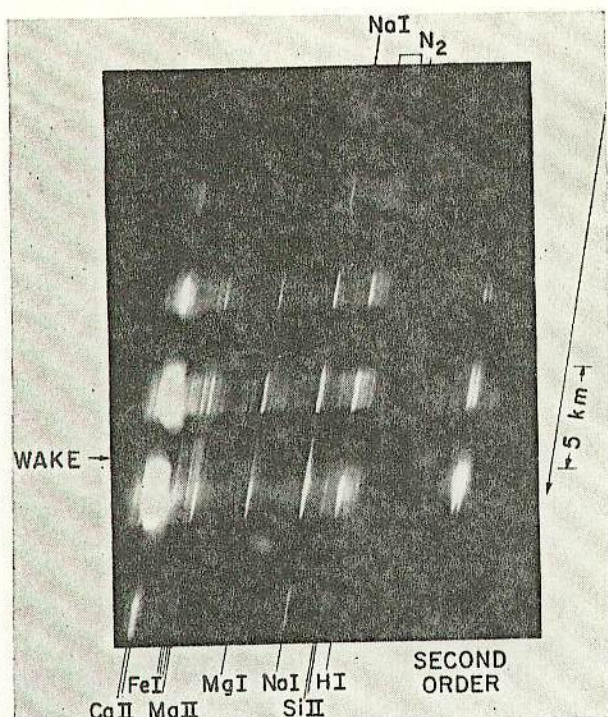


Fig. 3 Meteor spectrum (World List no. 125) photographed in August 1952 with a diffraction grating and a rotating shutter occulting the lens 12 times/sec. The closed period of the shutter was twice the length of the open period. The meteor was moving at 60 km/sec (200,000 fps), so that the shutter interval represents 5 km along the meteor trajectory. The meteor was observed visually, stellar magnitude -4 with a 30-sec train. The lines of both neutral and once-ionized atoms appear in this spectrum, as well as the bands of the nitrogen molecule. The excitation in the meteor head builds up as the meteor brightens, whereas the spectrum of the wake shows a much lower excitation than that of the head. Note, for example, presence of NaI in wake but complete absence of SiII. (Dominion Observatory photograph)

teenth century with visual spectroscopes suggest that the yellow line of sodium and a line close to the green line of magnesium are present in the persistent train.¹⁷ Since the same observers correctly identified these two features in the meteor head, it is quite possible that sodium and magnesium contribute to the train luminosity. The spectrum of the brighter meteor in Fig. 2 (not reproduced here) shows a feature very close to the violet line of magnesium as the strongest contributor to the train spectrum,¹⁹ and this does not have the characteristics of the wake as it appears to be of longer duration.

The relations among the various forms of luminosity left along the meteor trajectory are illustrated qualitatively in Fig. 6. Immediately following the passage of the meteor head the position of an intensity maximum will be influenced chiefly by the position of a burst of light in the meteor head. This is presumably a position where the meteoroid fragmented or ablated at an accelerated rate.⁸ Later on the position of maximum of the metastable train will be governed by the physical conditions in the upper atmosphere which are favorable to its appearance. Finally, the persistent train will be at maximum strength somewhere near the height where the decay constant is a minimum.^{12, 6} In the case of faint slow meteors, fragmentation is the primary factor in determining the form of the light curve.^{10, 14} The luminosity may decay rapidly over the upper portion of the trajectory, but the wake of fragmented particles will extend long enough to fill in the shutter breaks on rotating shutter photographs completely. This produces the effect called *terminal blending*, as noted by McCroskey in his study of wakes.¹⁴

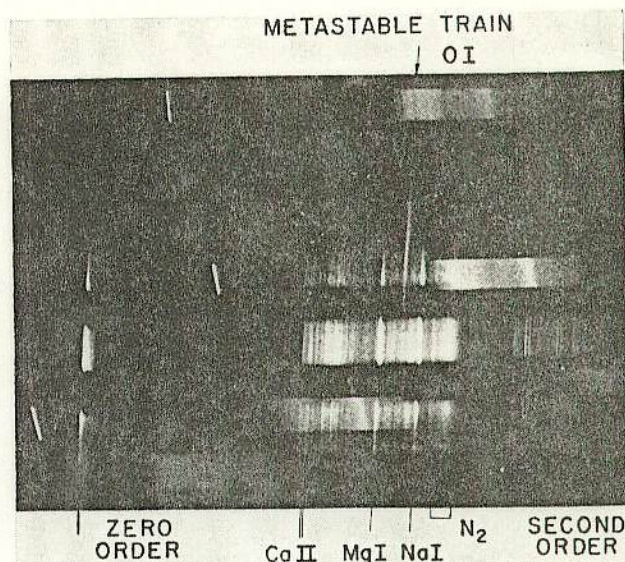


Fig. 4 Meteor spectrum (World List no. 433) photographed in August 1961 with a diffraction grating and a rotating shutter occulting the lens 6 times/sec. The closed period of the shutter was equal in length to the open period. The meteor was moving down, as here presented, at a velocity of 60 km/sec (200,000 fps). It was observed visually, stellar magnitude -2 with a 10-sec train. Apart from some of the strong low-temperature lines of both neutral and once-ionized atoms, the most striking feature is that of the metastable train whose luminosity in the green is produced by the neutral oxygen atom. Since this luminosity lasts for 1 or 2 sec, the train shows no shutter breaks. It starts at a height of 118 km (390,000 ft) and ends at 103 km (340,000 ft), whereas the remainder of the photographic track goes from 109 to 86 km (360,000 to 280,000 ft). In addition to the meteor spectrum, several strong stellar spectra appear on this exposure. The stellar spectrum at the top contains the Balmer lines of hydrogen in absorption.

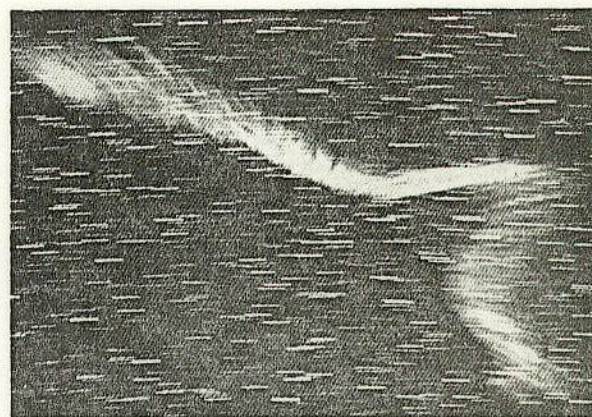


Fig. 5 Persistent train of a bright meteor, April 26, 1956, photographed with a time exposure lasting from 135 to 195 sec after the meteor had appeared. This photograph clearly demonstrates the differential drift of various portions of the train, an effect of upper atmosphere winds. There is also an indication of the break-up of the train into globules, which could be thermal bubbles resulting from the heating of the air column by the meteor. (Photo by C. F. Capen Jr.; courtesy of *Sky and Telescope Magazine*)

Meteor Radar Echoes

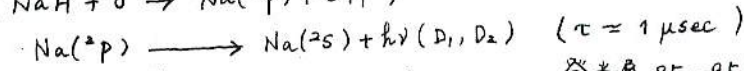
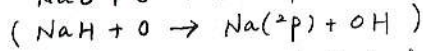
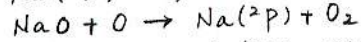
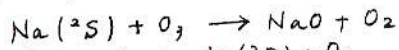
The observational evidence resulting from a radio study of meteors now is examined. High-power radar records of bright meteors show enduring echoes that last considerably longer than the visual trains for the corresponding objects (Fig. 7).^{18, 20} These echoes are produced by the clouds of

References

- ¹ Allen, H. J., "Hypersonic aerodynamic problems of the future," Fluid Mechanics Panel, AGARD, Brussels (April, 3-6, 1962).
- ² Cook, A. F., "The physical theory of meteors. VI. The light-curve," *Astrophys. J.* **120**, 572-577 (1954).
- ³ Flamhartz, A. and Reyssat, M., "Ondes électromagnétiques et satellites echos des traînées ionisées de satellites en H. F.," *Avionics Research*, edited by E. V. D. Glazier, E. Reichtin, and J. Voge (Pergamon Press, London, 1960), pp. 101-112.
- ⁴ Halliday, I., "Meteor spectroscopy with transmission diffraction gratings," *J. Roy. Astron. Soc. Can.* **52**, 169-179 (1958).
- ⁵ Halliday, I., "Auroral green line in meteor wakes," *Astrophys. J.* **131**, 25-33 (1960).
- ⁶ Hawkins, G. S. and Howard, W. E., "Decay of light from a meteor train," *Astrophys. J.* **130**, 1003-1007 (1959).
- ⁷ Hey, J. S. and Stewart, G. S., "Radar observations of meteors," *Proc. Phys. Soc. (London)* **69**, 858-883 (1947).
- ⁸ Jaccchia, L. G., "Photographic meteor phenomena and theory," Harvard College Observatory and Center of Analysis, Mass. Inst. Tech., TR 3, pp. 1-36 (1949).
- ⁹ Jaccchia, L. G., "A comparative analysis of atmospheric densities from meteor decelerations observed in Massachusetts and New Mexico," Harvard College Observatory and the Numerical Analysis Lab., Mass. Inst. Tech., TR 10, pp. 1-37 (1952).
- ¹⁰ Jaccchia, L. G., "The physical theory of meteors, VIII. Fragmentation as a cause of the faint-meteor anomaly," *Astrophys. J.* **121**, 521-527 (1955).
- ¹¹ Jaccchia, L. G. and Whipple, F. L., "Precision orbits of 413 photographic meteors," *Smithsonian Contrib. Astrophys.* **4**, 97-129 (1961).
- ¹² Liller, W. and Whipple, F. L., "High-altitude winds by meteor-train photography," *Rocket Exploration of the Upper Atmosphere*, edited by R. L. F. Boyd, M. J. Scaton, and H. S. W. Massey (Pergamon Press, London, 1954), pp. 112-130.
- ¹³ Lin, S. C., "Radio echoes from a manned satellite during re-entry," *J. Geophys. Res.* **67**, 3851-3870 (1962).
- ¹⁴ McCrosky, R. E., "The meteor wake," *Astron. J.* **63**, 97-106 (1958).
- ¹⁵ McIntosh, B. A., "Experimental study of the amplitude of radar meteor-head echoes," *Can. J. Phys.* **41**, 355-371 (1963).
- ¹⁶ McKinley, D. W. R. and Millman, P. M., "A phenomenological theory of radar echoes from meteors," *Proc. Inst. Radio Engrs.* **37**, 364-375 (1949).
- ¹⁷ Millman, P. M., "An analysis of meteor spectra," *Ann. Harvard College Obs.* **82**, 113-146 (1932).
- ¹⁸ Millman, P. M., "Meteoric ionization," *J. Roy. Astron. Soc.* **44**, 209-220 (1950).
- ¹⁹ Millman, P. M., "Spectrum of a meteor train," *Nature* **165**, 1013-1014 (1950).
- ²⁰ Millman, P. M., "The heights of meteors," *J. Roy. Astron. Soc. Can.* **52**, 230-232 (1958).
- ²¹ Millman, P. M., "Visual and photographic observations of meteors and noctilucent clouds," *J. Geophys. Res.* **64**, 2122-2128 (1959).
- ²² Millman, P. M., "The Meanook-Newbrook meteor observations," *J. Roy. Astron. Soc. Can.* **53**, 15-33 (1959).
- ²³ Millman, P. M., "Spectroscopy of the initial burst at Firefly, 1959," Project Firefly, 1959, Part 1, Optical Studies, Air Force Cambridge Res. Center, pp. S1-S9 (February 1960).
- ²⁴ Millman, P. M., "22b Sous-commission pour normaliser la terminologie et les notation concernant les météores," *Trans. Intern. Astron. Union* **11A**, 228-230; **11B**, 272-273 (1962).
- ²⁵ Millman, P. M., "The meteor radar echo—an observational survey," *Astron. J.* **67**, 235-240 (1962).
- ²⁶ Millman, P. M., "A general survey of meteor spectra," *Smithsonian Contrib. Astrophys.* **7**, 119-127 (1963).
- ²⁷ Millman, P. M. and Cook, A. F., "Photometric analysis of a spectrogram of a very slow meteor," *Astrophys. J.* **130**, 648-662 (1959).
- ²⁸ Millman, P. M. and Hoffleit, D., "A study of meteor photographs taken through a rotating shutter," *Ann. Harvard College Obs.* **105**, 601-621 (1937).
- ²⁹ Millman, P. M. and McKinley, D. W. R., "Meteor echo durations and visual magnitudes," *Can. J. Phys.* **34**, 50-61 (1956).
- ³⁰ Öpik, E. J., "The masses and structure of meteors," *Meteors*, edited by T. R. Kaiser, Special Suppl. (Vol. II), *J. Atmospheric Terrest. Phys.* (Pergamon Press, London, 1955), pp. 33-35.
- ³¹ Öpik, E. J., *Physics of Meteor Flight in the Atmosphere* (Interscience Publishers, New York, 1958), Chap. 6, p. 80.
- ³² Whipple, F. L., "On meteor masses and densities," *Astron. J.* **57**, 28-29 (1952).
- ³³ Whipple, F. L., "Photographic meteor orbits and their distribution in space," *Astron. J.* **59**, 201-217 (1954).
- ³⁴ Whipple, F. L. and Hughes, R. F., "On the velocities and orbits of meteors, fireballs, and meteorites," *Meteors*, edited by T. R. Kaiser, Special Suppl. (Vol. II), *J. Atmospheric Terrest. Phys.* (Pergamon Press, London, 1955), pp. 149-156.
- ³⁵ Woodbridge, D. D., "Observation of re-entry of an IRBM," *Avionics Research*, edited by E. V. D. Glazier, E. Reichtin, and J. Voge (Pergamon Press, London, 1960), pp. 113-124.
- ³⁶ Woodbridge, D. D., "High-altitude glow measurements in Australia," *Chemical Reactions in the Lower and Upper Atmosphere* (Interscience Publishers, New York, 1961), Chap. 25, p. 373.

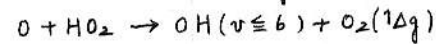
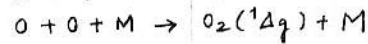
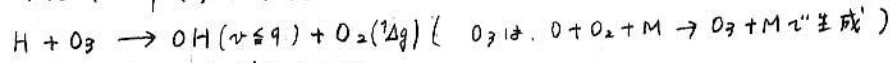
流星痕の発光メカニズムとこれ考えられるものは、簡単に言えりといふと次々通りである。

(1) Na (発光色: オレンジ, 発光層: 90-95 km)



τ : 励起状態の寿命

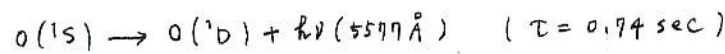
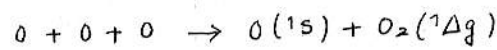
(2) OH Meinel 帯 (発光波長: 5500 Å - 4.4 μm, 発光層 85-95 km)



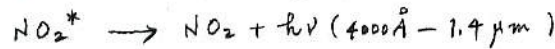
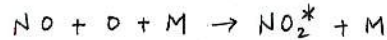
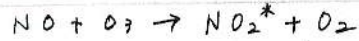
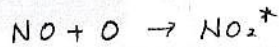
(6-1) バンド (6495 Å, $\tau = 3 \text{ min}$), (7-2) バンド (6862 Å, $\tau = 1 \text{ min}$), (8-3) バンド (7275 Å, $\tau = 26 \text{ sec}$)

(8-2) バンド (5886 Å, $\tau = 3 \text{ min}$), (9-3) バンド (6256 Å, $\tau = 1 \text{ min}$), etc.

(3) O I オークグリーン線 (発光波長: 5577 Å, 発光層 95-105 km)



(4) NO₂ 連続光 (発光波長: 4000 Å - 1.4 μm, 発光層 90-110 km)



定量的な評価は、これから試みるつもりであるが、1982年10月の流星痕の色からすると、

Na と OH の可能性が強い。

流星痕の問題点

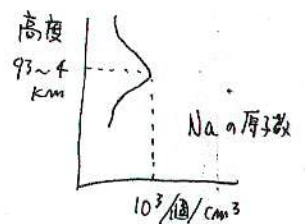
1. 発光機構
2. " の持続機構
3. " の高度領域一定
4. 有痕率と流星群によって決まる。

観測データ

1. 発光色 オレンジ or 赤 (Liller & Whipple (1954)) 緑白色
2. 持続時間 < 1 sec ~ > 1 h (Hughes (1975))
3. 発光高度 94.3 ± 5.8 km
4. 有痕率 Oliver 55% Per. Ori. Leo

高いエネルギー状態に励起され。

1. 発光時間の長さを考えると、空気分子との化学反応によって発光すると考えざるを得ない。
2. 流星物質中には (Fe₂SiO₄, FeSiO₃) 等 O が多く、仮定としては 50% 程度ではないか。
3. O がイオン化となって Na, OH 等を発光させるのではないか。



太陽系

A 113 流星の痕の分類

斎藤馨児・畠田弘一郎(東京天文台)

流星のとあったあと白いすじの残ることがあり痕といっている。それはがんたんな現象のようであり、かならずしも確立した解釈が下されているとはいえない。痕をしらべるには、時間分解能と感度とにすぐれたテレビ方式でスペクトルを観測するのが、一つの有力な方法である。われわれは1983~1984年にISITカメラをもちいて、ペルセウス座、ふたご座、四分儀座各流星群のスペクトルを観測し、痕の特徴をとらえることができた。その結果と、従来からおこなわれている目による観察および写真観測とを総合して、みろびいた解釈をのべる。

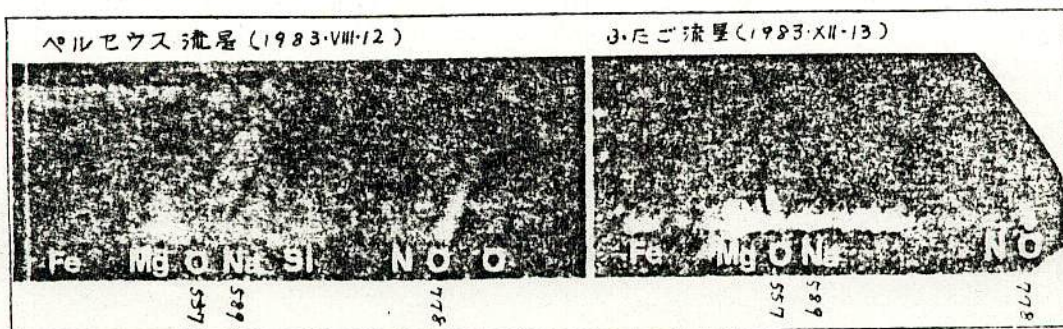
流星現象は持続時間の長さによってつぎの三種類の発光からなる。

1. 通常の流星ガスの発光 持続時間 $10^{-7} \sim 10^{-6}$ s
2. 尾(流星のすぐあとについていく光) (従来から $10^{-3} \sim 10^{-1}$ s)
3. 痕(短痕と永続痕) 既知の値 $1 \sim 10^3$ s

回転シャッターつきカメラで撮影した写真によると、上の1と2とはくべつして観測することができほぼ同種の、ただし励起度のことなる、ガスの発光にもとづくと思われる。今回のテレビジョン観測ではO原子の778nmの光がいちじるしい尾をつくることが観測できた。これは発光波長が赤外線になることもあって、いままでほとんど記載されていなかったとおもう。

短痕のスペクトルはO原子の558nm禁制線だけがいちじるしかった。流星の速度によらずペルセウス座流星群(66 km/s)でもふたご座流星群(36 km/s)でも、1秒内外の短時間でできる痕の光はすべてこれであった。

それらにたいし 10^2 秒以上残る痕は、103aOフィルムではほとんど写せないこと、カラーフィルムでは黄色に写ることがわかっていて、黄から赤色域の光とくにNaの589nmが重要な役を演じているとみられる。まれな現象であるためテレビ観測には努力しているがまだかかってこない。今後の目標である。



1. はじめに

流星永続痕は時間が経過すると痕自身が拡散・移動することはよく知られています。従来の流星永続痕の写真は長時間露出 (約20~120秒) の為、これらの写真の多くは露出時間分だけ永続痕の移動が積分された形になり、痕の細部が潰れてしまいます (図1)。ネガ2枚重ねにより写真のコントラストが向上することに着目し、同視野2連カメラを使い、ネガ2枚重ねを併用して流星永続痕の撮影をすることを計画しました。1990年11月17/18日、静岡県表富士二合目にて、しし座 γ 流星群の眼視観測と並行して流星永続痕の撮影を行い、同視野2連カメラ+ネガ2枚重ねの結果、予想通りコントラストの向上が認められました。

2. いきさつ

1982年10月23日03h14m頃に埼玉県上空にオリオン群の-6等級の大火球が飛びました。この大火球と同時に永続痕も見られ (20分位!)、後日の流星物理セミナーでは、この日の永続痕からみの発表が数件ありました。東京理科大天文研究部・野田による流星痕のスペクトル撮影はいまだに記憶に新しいところです。そのなかで特に私の興味を引いたのが流星痕のスケッチです。9×35双眼鏡によるスケッチですが、見事にコイル状になっているのがわかります (図2)。観測者の鈴木氏のコメントを引用すると「あわてて双眼鏡でのぞいてみると、見事なコイル状に見る事ができた。(中略) 1分後位には殆どコイル状はわからなくなった。よく痕の写真を見るとこまかいスジ状になっているのをみかけるが、あれはこのようなコイル状のものが時間につれて移動して、フィルム上にあの様に写しだされたものではないかと思われる。」ともあれ、従来の長時間露出による流星痕の撮影では細部の情報を引き出すのは無理と判断して、鮮明かつ大量の流星痕の写真を得る事を目的にしました。

3. 方法

以上の目的を達成するために、①ネガ2枚重ね法、②撮影に際しての器材の検討、③高感度フィルムの使用、④短時間露出について検討を加えました。①については、コントラストが向上する (単一ネガ比で、40%程度コントラストが向上するそうです。) ので、星野写真、特に散光星雲の写真などで多用されていて、流星痕にもこの方法を応用します。②については、移動のない散光星雲と違い、刻々と変化する流星痕が相手なので、2台のカメラを同視野に向け、同時にシャッターを切るようにしなければなりません。これにはキヤノンT70 2台のリモート端子をコードで繋ぎ、1台のコマンドバックでシャッターの制御をさせました (重野・戸田: 1988)。

③数年程前から、ISO 3200クラスのフィルム (カラー・白黒) が発売されています。今回の撮影テストでは T-MAX P3200を使用しました。 現像 1分半 (21°C)

④今回は5秒露出、1秒インターバルの繰返しで撮影しました。

和田和実

1990年9月20日23時20分 オリン
パスOM-1 スイコー50mmF1.8開
放 固定撮影 ユニカカラーDD
-400 露出2~3分 撮影地／福岡
県平尾台

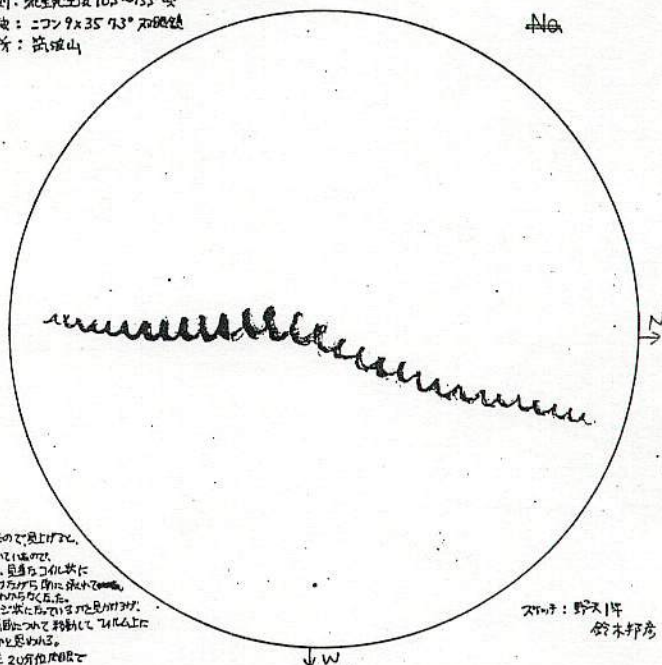


1982.10.22-23 03R14m 境の大穴の明の様子

時刻：流星発生後 10s ~ 15s 頃

器械：ニフン9x3573° 70000

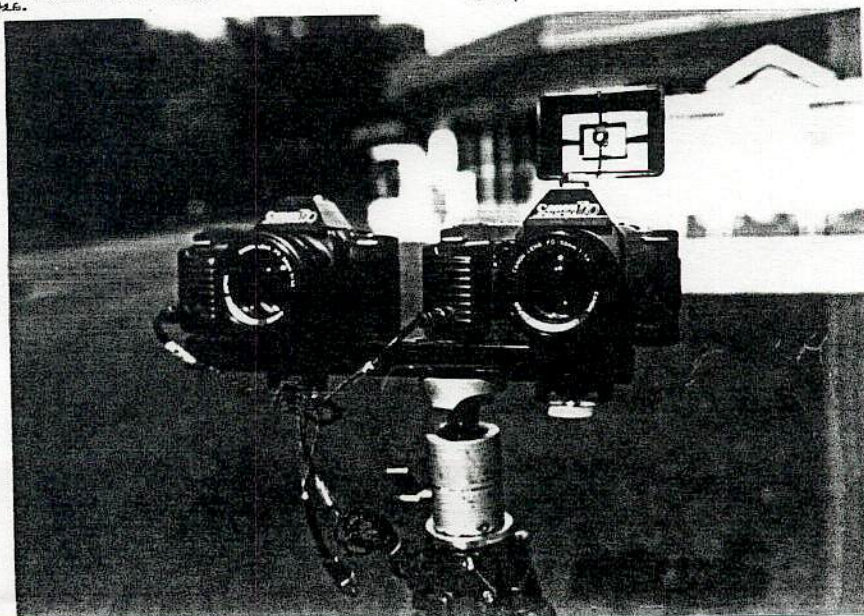
場所：筑波山

[illegible]

スナック：野天1号
鈴木邦彦

50 mm F: 1.4

79121 月光 VR-4



(前ページからの続き) 以上の手順で、2台のカメラで同時に撮られた同じ流星痕が写っているネガが2枚得られます。後は暗室作業で2枚のネガを重ねてプリントをします。実はネガ2枚重ねが一番大変な所です。なかなかネガが重ならず1枚の写真を得るのにかなり苦勞します。ネガ2枚重ねにいろんな方法があるようですが、今回の私の方法は、引伸機のイーゼルに先にネガを2枚入れて、引伸し像を見ながら2枚のネガを微調整する方法をとりました。

4. まとめ

1990年11月18日 03h16m53sに-1等級の群流星が飛び、それに伴う永続痕の撮影に成功しました。眼視では10秒ほどで見えなくなりましたが、写真では最後のコマ(流星出現の105秒後)まで写っていました。この時の永続痕の写真を使い、ネガ2枚重ねとそうでないものとの比較をすると、ネガ2枚重ねの方が写真全体に明らかにコントラストが増していることがわかります(図4)。器材とフィルム等についてはまだ考慮する必要があります。無論、流星永続痕の形状変化を追うのに最適な器材としてII+ビデオを使ったTV観測があげられます。しかし、TV観測の観測者の絶対数がまだ少ない事や、身の回りの器材を使う事が出来る点、費用対効率を考えると、同視野2連カメラと短時間露出の連写とネガ2枚重ねの組み合わせは、淡い流星痕の姿をくっきりと浮き上がらせるのに極めて有効な方法と考えます。この方法は彗星の尾の撮影にも応用できますので面白い結果がえられるでしょう。

○参考(引用) 文献

鈴木邦彦: 1982.10.22-23 03h14m頃の大流星の痕の様子

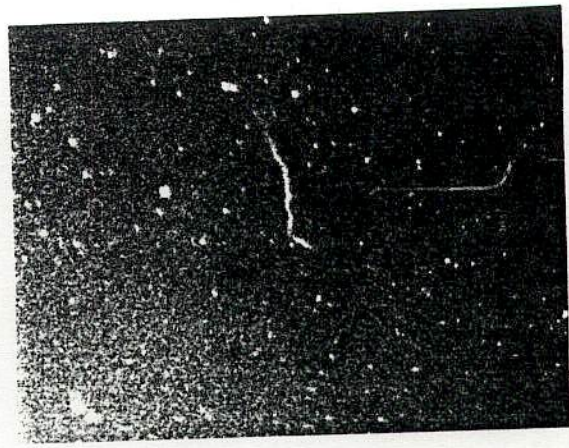
大天連流星分科会・KPM: 痕のスペクトルが撮れた大火球

: 以上、流星物理セミナー資料集

重野好彦・戸田雅之: キヤノンT70を利用した全自動流星カメラの製作

: うしわかまる流星会議予稿集

天文ガイド1990年12月号



0 年. 03.16.58 ~ 03.17.03 JST



2 年 03.17.10 ~ 03.17.15



12. 03.18.10 ~ 03.18.15



13. 03.18.16 ~ 03.18.21

1. はじめに

晴れた夜に長時間、辛抱強く空を見続けると流星を見る事ができます。なかには流星が飛んだ後のつかのまの間、白い煙のようなものが見られます。私たちはそれを流星痕と呼びます。現在、流星痕の正体はわかっていません。流星本体以上に出現頻度が少なく、すぐに薄く拡がり形も変化する気まぐれ者の為に、痕の微細構造やスペクトルの良好な写真はなかなか得る事ができません。

1983年10月23日03h14m頃、埼玉県上空にオリオン群の-6等級の大火球が飛び、それに伴い永続痕も見られ、20分位肉眼で見られたという報告もありました(鈴木1983)。東京理科大・野田天文研による流星痕のスペクトル撮影と流星痕のスケッチが得られました。9×35双眼鏡によるスケッチでは、流星痕が見事にコイル状になっているのがわかります(図1: 鈴木1983)。先の流星痕のスケッチに刺激を受けた私の素朴な疑問「本当に流星痕はコイル状なのか」がきっかけとなり、1990年のしし座流星群から流星痕の写真撮影を行っています。この報告では現在までの観測について述べてみます。

2. いきさつ

流星永続痕は時間が経過すると痕自身が拡散・移動することはよく知られています。従来の流星永続痕の写真は長時間露出(約10~120秒)の為、これらの写真の多くは永続痕の移動が露出時間分だけ積分されて撮影された形になり、痕の細部が潰れてしまいます。1983年10月23日の流星痕がコイル状でしたが、流星痕にとってコイル状の形態は一般的なのかどうかもわかっていません。それらを明らかにするには従来の長時間露出による流星痕の撮影では細部の情報を引き出すのは無理と判断して、流星痕の空間分解能と時間分解能の向上を目指すことにしました。

3. ステップ1、1990年11月17/18日

以上の目的を達成するために観測方法に検討を加えました。その結果、

- ①ネガ2枚重ね方法=コントラストの向上
- ②ネガ2枚重ねを実現させるための機材のセット
- ③高感度フィルムの使用
- ④短時間露出=時間分解能を上げる(戸田:1991より)

以上のコンビネーションで鮮明かつ大量の流星痕の写真が得ようと考えました。ネガ2枚重ねに必要なネガを得るために、流星痕の同視野・同時撮影を行う同視野2連カメラを用意しました。これは2台のカメラのリモート端子をコードで繋ぎ、1台のコマンドバックでシャッターの制御をさせたものです(重野・戸田:1988)。使用フィルムはKodak T-MAX 3200を使い、露出時間は5秒、1秒インターバルで、1分間当たり10枚の写真が得られるはずでした。

1990年11月17/18日。静岡県表富士二合目でしし座 γ 流星群の眼視観測を行い、18日03h16

第62回流星物理セミナー資料 (1992. 7. 5)

m53s、-1等級の群流星に伴う永続痕の撮影に成功しました。ネガ2枚重ね処理の結果、予想通りコントラストの向上が認められた(図2, 戸田:1991)が、痕の細部を見るには空間分解能が不足していることを指摘されました。

4. ステップ2、1991年11月17/18日

現在の流星痕の撮影方法は「痕が見えてからカメラを向ける」方法を取っているため、敏速・的確なカメラワークが必要になります。現在の撮影方法を続ける限り、カメラの振り回しやすさを考慮すると長焦点化にも限度があるかもしれません。この時はカメラ1台に105mm F1.8レンズを使いました。露出時間は4秒、インターバル 0.1秒(1分当たり約14枚)の撮影パターンです。御殿場はこの年も天候に恵まれ、18日04h08m57sに出現した流星の永続痕の撮影に成功しました(図3)。

5. 現時点での結論

今回の報告は、1983年10月23日の大火球に伴う流星痕がコイル状で、そして「流星痕はコイル状?」という疑問から始まりました。その疑問に対して自前でデータを出そうと、一昨年(1990年)から流星痕の撮影を始めました。興味ある話にもぶつかりました。1976年、流星観測の最中に双眼鏡でカンオペア座の銀河を流しているうちに突然停止流星が流れ、流星が消えた後円筒状の流星痕が現われ、2~3秒後に消失したという話です(重野:1992)。以上の話が正しければ流星痕は円筒状ということを示唆しています。「流星痕→コイル状」について議論するにはまだまだ材料不足であり、「コイル状→流星本体の回転」は想像の域を出ず、双方とも結果を出せる状況ではないのが現時点の結果であります。

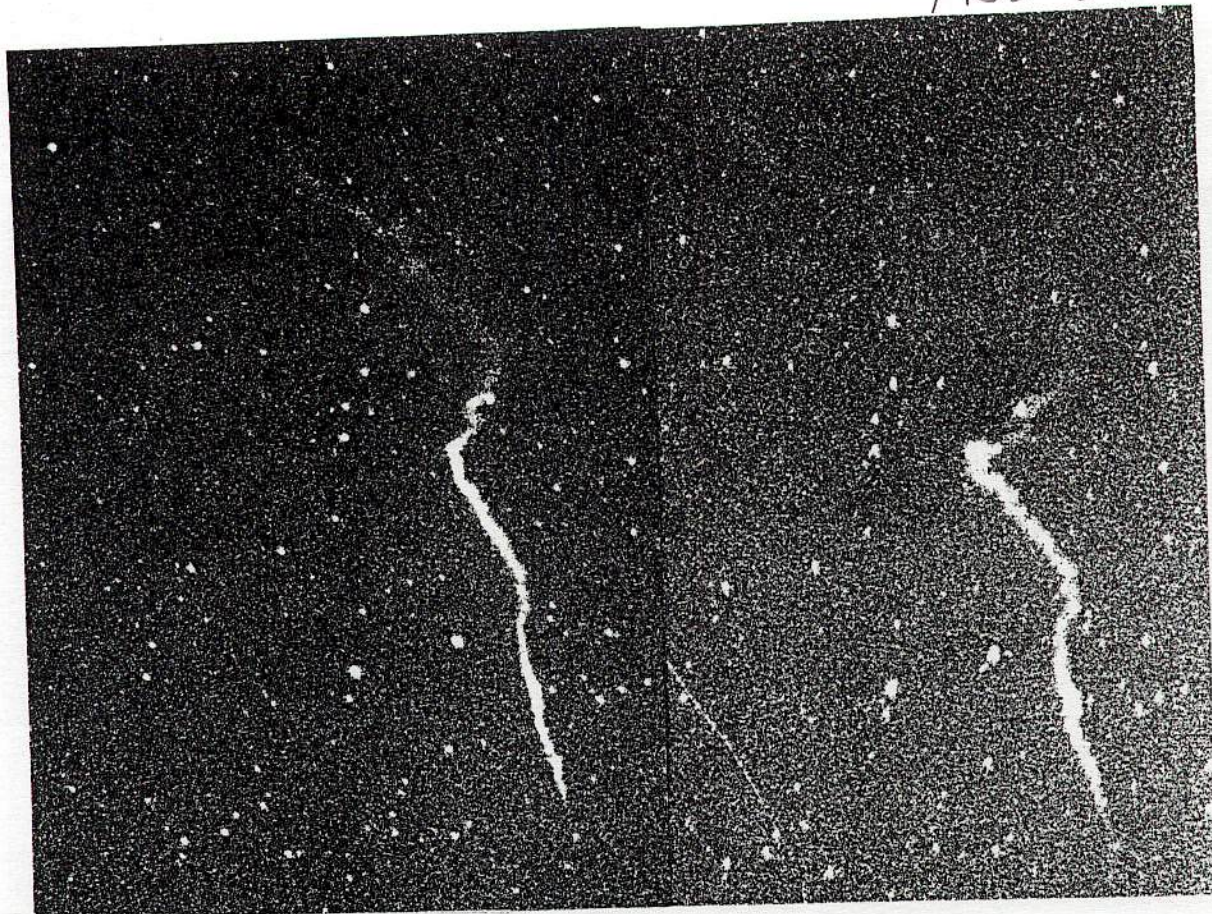
6. 謝辞

今までの流星痕の報告に際し、ご指導、ご意見をいただいた長沢 工先生、渡辺美和さん、大西 洋さんを始めとする流星物理セミナー、東京近郊地区流星観測者会の皆様、流星痕の観測に際して貴重な助言をいただいた重野好彦さん、高梨雅章・美華さん、札幌市天文台の石山勝則さん、共に観測をしたマル東御殿場流星観測隊の皆様に御礼申し上げます。これからもよろしくお願いいたします。

○参考(引用)文献

- | | |
|--------------------|---|
| 重野好彦(1992) | : 私信 |
| 重野好彦・戸田雅之(1988) | : キヤノンT70を利用した全自動流星カメラの製作、
うしわかまる流星会議予稿集 |
| 鈴木邦彦(1983) | : 1982.10.22-23 03h14m頃の大流星の痕の様子、
第25回流星物理セミナー資料 |
| 大天連流星分科会・KPM(1983) | : 痕のスペクトルが撮れた大火球、天文と気象、
1983年 2月号 |
| 戸田雅之(1991) | : 流星痕のネガ2枚重ねの試み、第58回流星物理セミナー資料 |

MSS-063

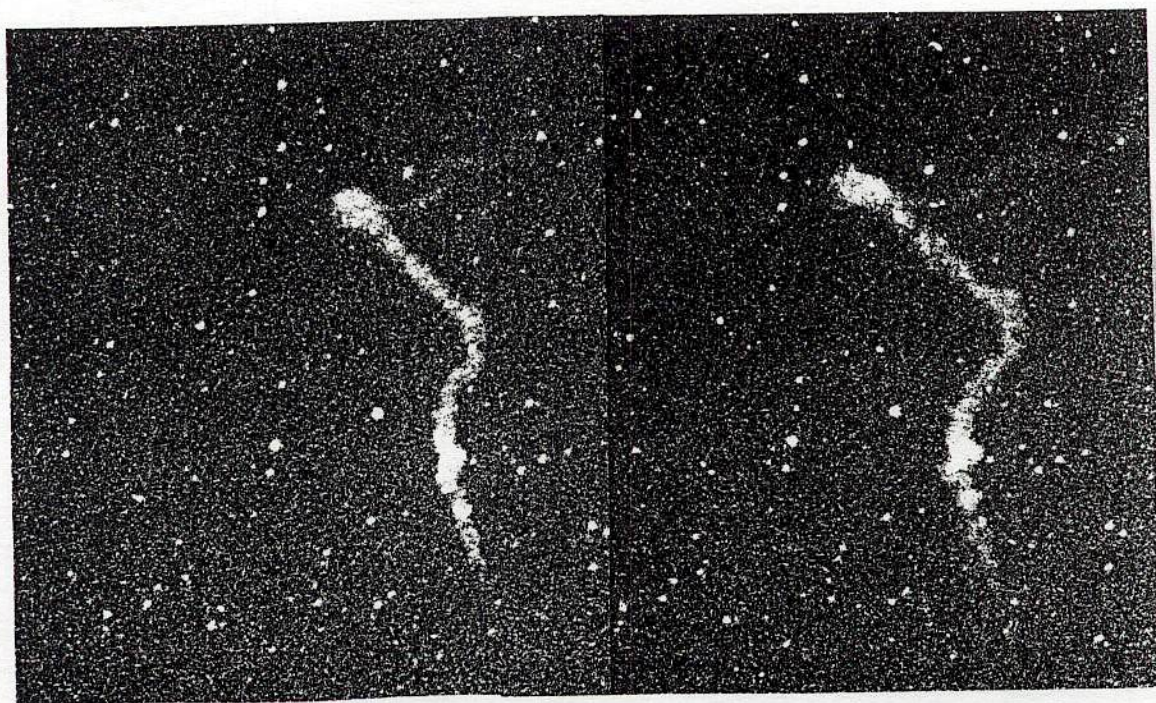


○図3、1991年11月18日04h08m57sに出現した流星に伴う流星痕

上左：04h09m04s～04h09m08s， 上右：04h09m10s～04h09m14s

下左：04h09m37s～04h09m41s， 下右：04h09m56s～04h10m00s

0° 0.5 1°



流星痕の観測

日本学理工学部航空宇宙工学科

阿部新助

[I] 分類

- 流星痕
- ① 流星尾 (流星のすぐ後を追って尾を引く様に弱い光がついてゆくもの)
 - ② 短痕 (1秒前後で消えてしまう痕)
 - ③ 持続痕 (長時間残る痕)

[II] 成分

- ① 流星尾 … 流星物質の発光、及び流星物質と大気分子とが反応を起こして生じた物質の発光が含まれる。
- ② 短痕 … 酸素原子 (558nm); 緑色光
- ③ 持続痕 … ナトリウム原子 (589nm); 黄色光
? : 緑色光
? : 赤色光

[III] 機構

① 流星物質の発光

「Bohrの仮説」

仮説 1: 原子は、ある条件を満たし、整数で定まる飛び飛びのエネルギー E_n ($n=1, 2, \dots$) を持つ状態にだけ安定に存在できる。この状態を定常状態、整数 n を量子数、この条件を量子条件という。

仮説 2: 原子がエネルギー E_m の定常状態からエネルギー E_n ($E_m > E_n$) の定常状態に移るときは、エネルギー差に等しいエネルギーを持つ光子 (光子) からなる光、すなわち $h\nu = E_m - E_n$ で定まる振動数 ν の光を放射する。この関係を振動条件という。

$$\left\{ \begin{array}{l} h: \text{プランク定数 } 6.63 \times 10^{-34} \text{ J}\cdot\text{s} \\ \nu: \text{振動数 } (= \frac{c}{\lambda}), \quad c: \text{光速}, \lambda: \text{波長} \end{array} \right\}$$

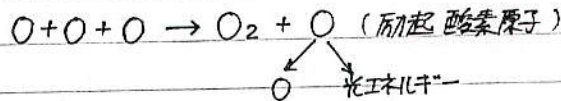
原子から放出される光の波長 λ は、物質によって異なる。これは光のスペクトルを調べることにより判明する。そこで三ツマンが流星を次の4つに分類している。

- Y型: 電離 Ca の H&K線が青紫部に強い
- X型: Na の D線, Mg の 518nm または 384nm に近い線が橙から緑色部
または、青から紫青部に最も強い。
- Z型: Fe, または Cr の線が橙から緑色部又は、紫色部に最も強い。
- W型: 上記以外のもの

② 短痕の発光

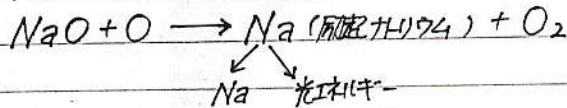
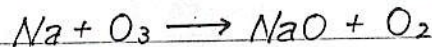
流星本体のスペクトルは、Fe, Ca, Mg, Na, O, N などの輝線でできているのだが、発光理論によれば O (558nm 線) を除いて、みな 1msec (= 1/1000 sec) 以下で光エネルギーを放出してしまい、何分も永続的に光る痕を説明することはできない。

短痕は、1秒前後の発光現象なので、O (558nm) の発光と考えられる。



③ 持続痕の発光

チャップマン、ハギンズによると、Na が O_3 (オゾン) と反応し、そこから生じるエネルギーが Na を光らせて流星痕となり、この反応が持続してゆく過程が持続痕の発光であるとしているが、真相は把握していない。



- 流星物質が摩擦によって大量にふりまかれ、大気密度が濃くなってくると、酸素原子が光を出す前に他の原子との衝突でエネルギーを失って光さなくなる消光現象 (quenching) が起こる為、例えば短痕などは 95km 以下では消滅している。また、もし短痕が 558nm の酸素の輝線で、持続痕が 589nm と 590nm のナトリウムの輝線で輝いているとすれば、緑 → 黄 → 橙色へと色の変化が見えることも考えられる。

[IV] 痕の観測

・眼視	有痕率の観測	・写真	カラーによる色観測
	プロット観測		形状
・望遠鏡 (双眼鏡)	スケッチ	・TV	3色測光などのフィルタワーク
	痕の色		超高層流体の観測
	より詳しい眼視観測		スペクトル
			より詳しい、リアルタイム観測

出現時刻: 1992年10月22日 1時31分15秒±5秒 約10秒間の永続痕

Ori群・Rapid・青色

中心線(流星軌跡)から湧き出る様に両側へ
楕円様状に広がっていくのが確認できた。

中心に細長い空間ができて、時間と共に拡散していった。

流星自体は、-3等のOri群で、爆発は伴わなかった。

視野の中心付近での現象であった為、発光点・消滅点の確度は4である。



590-KSH

MSB-065

双眼鏡で痕を見た理由

岡安裕之

今年の冬、火球が来たとき我々は迷わず双眼鏡を覗いた。双眼鏡を持っていなかった者は経路や時間の確認を行った。その時のデータが以下である。

【火球のデータ】

出現時刻 (JST) 1994年2月4/5日 25時53分

観測場所 山梨県北巨摩郡大泉村 ペンションステラ前テニスコート内にて

東経138°24' 北緯35°53' 標高1,085m

(215°, -5°) → (157°, +18°) Wt 3

光度 -5等 光度変化 平坦 速度 M

色 赤みかかった黄金色

痕 肉眼で10秒間、双眼鏡で1分間程度見えていた

【痕について】

() 内は使用した双眼鏡

森 茂雄 (ペンタックス10×24)

発光点の近くは、双眼鏡で見ても痕は見えなかった。くびれて行くのが分かったが、最後までシャープだった。

岡安裕之 (ペンタックス7×35)

流星出現直後に双眼鏡を向けたが、スパイラルは見えなかった。細く締まった痕だった。

福島泰年 (カートン アドラブリック7×50)

出現後10秒ほど経ったら、両脇が濃く、まん中が薄く見えてきた。

橋本紀子 (ツアイス イエナ7×50)

飛行機雲が拡散して行くように見えたが、シャープな痕だった。時間が経つと、中央部が薄くなり、2本あるように見えてきた。

【経緯】

1. 1975年 1月 [わりばし痕] との遭遇
2. 1981年10月 オリオン群の火球と永続痕を9分差で見逃す
3. 1985年頃 下野天文館 (小山市) にて [わりばし痕] の写真を見る
4. 1991年10月 アマ天浜松大会にて光体がスパイラルに回転している流星ガイド写真を見る
 - * 『流星の形状について (流星のガイド撮影4)』 藤原邦義氏
5. 1992年 7月 流星物理セミナーで [スパイラル痕] の話を聞く
 - * 『流星痕をもっと良く見たい!』 戸田雅之氏
 - # この頃から痕を双眼鏡で見るように仲間にアピールしはじめる
6. 1993年 1月 仲間が粕尾峠で [わりばし痕] を見てくる
 - * 次頁リストのNo. 10
 - # 痕を双眼鏡で見なかった事を一喝
7. 1993年 8月 -2等のペルセ群、双眼鏡で痕が数秒間 [棒の様]
8. 1994年 2月 -5等の火球、50ミリ双眼鏡の人には [わりばし痕]

【資料—天文回報で検索】

天文回報 (No. 438~623) の主に火球報告の欄から特異な痕についての報告をピックアップした。

No	天文回報	出現日	観測者	流星等級	痕についての記述
1	471	81.07.10	岩本教裕	-3	Tr は曲がってきた
2	488	83.01.04	野島 武	-4<	Tr 変化
3	510	84.12.13	豆田勝彦	-6~-8	Tr = R 色で2分以上見えた
4	513	84.08.25	土肥祐三他	-7~-8	痕の色: G
5	526	85.04.21	井上伸吾	-10~-12	痕変化顕著
6	559	88.12.07	西岡省子	?	永続痕、レグルスの近くにひし形で 10s ほど見えた。
7	564	89.05.27	前田幸治	-3	流星痕もまっ白だった
8	583	90.12.14	穴澤誠一	-4	両わきにふたすじの痕あり
9	605	92.10.22	阿部新助	-3	中心線 (流星軌跡) から湧き出る様に 両側へ縞模様状に広がっていくのが確 認できた。中心に細長い空間ができて、 時間と共に拡散していった。 [見事なスケッチもあり]
10	608	93.01.01	鈴木則行	-6	金色の光が消えると青白い痕がジワッ と現れ、だんだん拡散し、太くなり、 まず真ん中が見えなくなり、そして、 数分間見えていた。
11	617	93.09.05	田辺 昇	?	痕の色は薄い緑色
12	623	94.04.06	日本大学理工学部天文研究会		満月級 緑色の見事な永続痕が1分近くも見え、 刻々と形状が変化して行った。

1978年10月から1994年4月迄の15年半にNMSへ寄せられた情報のうち、特異な痕についての記述は僅かに12件を数えるだけである。ほとんどの記録で、痕は残ったか否か程度の記述でしかない。火球本体に興味が集中して、痕を詳しく見ようとする観測者は希だったのであろう。経路や出現時刻を正確に決めようとしたら、痕を詳しく観測する余裕はない。逆に言えば、痕を調べたいと思うのなら、火球の観測はしないことをはじめから覚悟しておくべきであろう。また、火球を見ると興奮して手が震えている場合が多いであろうから、詳しい痕の構造を調べるために、双眼鏡は三脚などに固定して用意しておきたい。

90年代に入ってから痕の報告には詳細なものが見られて面白い。高知の流星会議では、流星痕の分科会も開かれたようであり、痕に興味を持つ方が増えてきたようで嬉しい。これから益々「痕ウォッチャー」や「痕ハンター」が現れて、いろいろな面白い痕の情報が聞かれるようになれば良いと思う。

1994年6月26日

付録

【痕が円筒なら [わりばし痕] に見えるのか？シミュレーション】

外円の半径200、内円の半径100の円筒内に発光物質を均一に配置し、後方の発光を前方の物質が妨害しないと仮定する。つまり、痕の厚さが、明るさに比例すると仮定した。

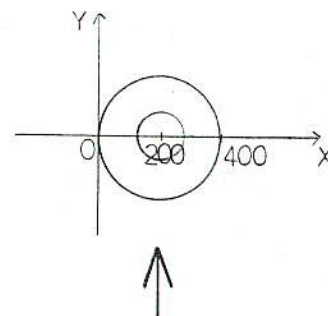
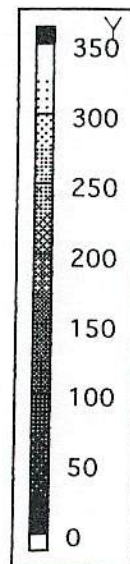
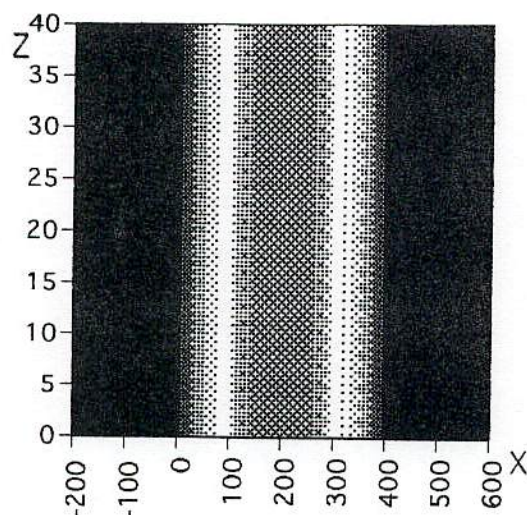


表1 円筒の痕の見え具合

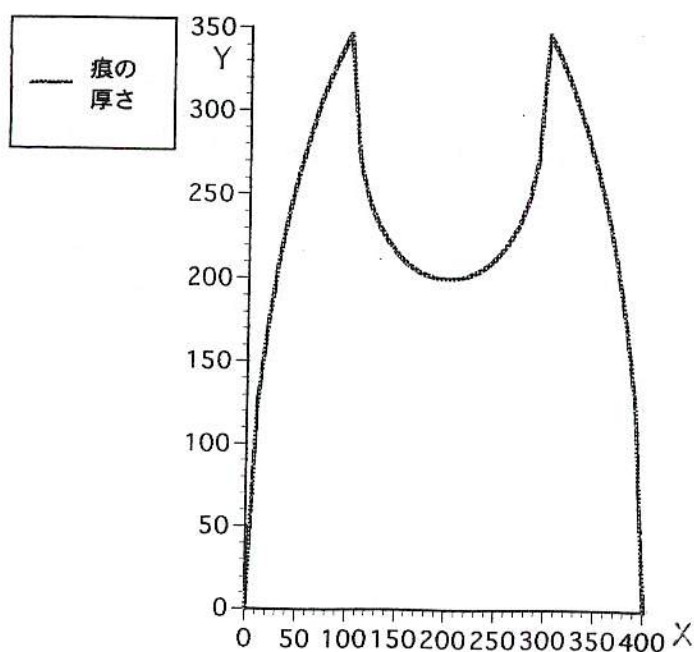


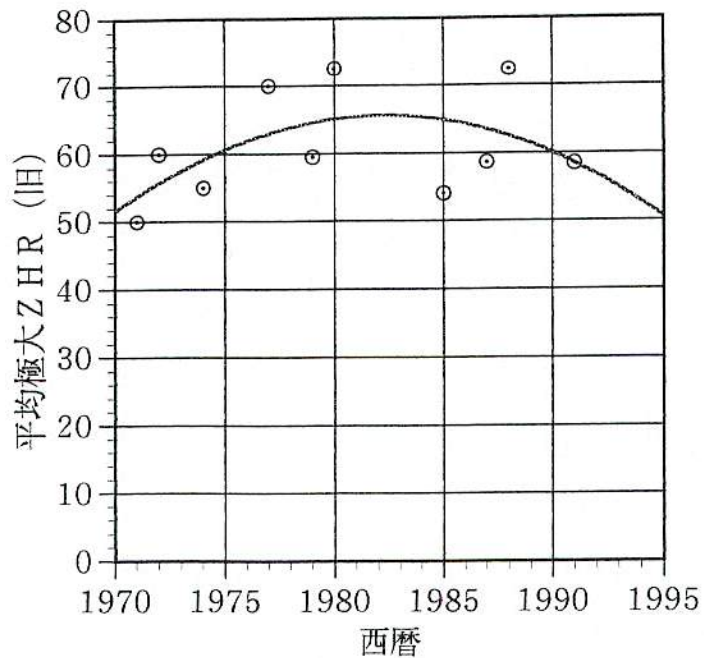
表2 痕の厚さの変化

付録2

【ふたご座 α 流星群の極大 ZHR の推移】

1950年分点と旧ZHRを使用。

1. 1978年以降のデータを天文回報のバックナンバーで調査。
2. 主極大といわれる太陽黄経261.30度の前後0.30度のデータをピックアップして加重平均。
3. 月が出ていた時のデータは削除。
4. サンプル数が10以下のデータも削除。
5. 1977年以前のデータは参考値。〈流星2〉の148ページの表から上記の条件に合うものを使用。
6. 表中の曲線はデータを2次曲線でカーブフィットしたもの。



流星痕解明への路<その1>

阿部新助 (e-mail: avell@stelab.nagoya-u.ac.jp, BXA01400@niftyserve.or.jp)

MSS; 1996年1月7日

流星痕の発光層は地上約80~100 kmであり、我々に最も近い宇宙空間現象であると言えるが、その発光メカニズムは未だに解明されていないことが多い。この流星痕の発光層は、高度約60 kmまでの気球観測域より高層で、スペースシャトルが飛行する高度200~300 kmの下層であるため、直接の観測資料が得にくいことが未知の領域になっている要因である。また、この中間圏と熱圏の境界付近を研究している学者が非常に少ないということも事実である。今回は、流星痕解明へのキーワードを広い視野で提示してみる。

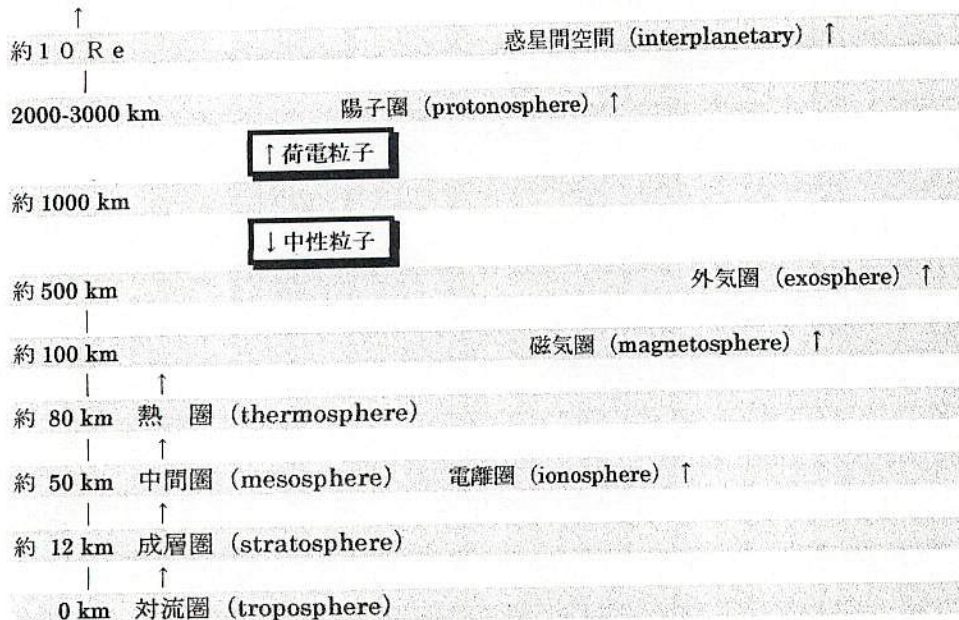


Fig.1 気層の分類

痕研究の糸口：次の2つのエネルギー論で語れるであろう。

- [1] 流星痕の力学→ 誘導電磁場を伴う流星痕プラズマの dynamics を考える。
- [2] 流星痕の化学→ 発光原子・分子種類の特定と反応メカニズム及び熱的構造を考える。

[1] Dynamics

電離層プラズマの運動を考える場合には、2つの重要な物理量がある。

$$(i) \quad \tau_{jn} = \frac{m_j}{\mu_{jn} v_{jn}} \quad \tau_{jn}: \text{衝突時間}, v_{jn}: \text{衝突回数}, \mu_{jn}: \text{衝突における換算質量}$$

n は中性粒子を示す

$$(ii) \quad \tau_{Bj} = \frac{2\pi}{\omega_{Bj}} \quad \omega_{Bj}: \text{旋回周波数} \left(\omega_{Bj} = \frac{eB}{m_j} \right)$$

高度約80 km以下 : $v_{en} > \omega_e$, $v_{in} > \omega_i$ だから中性粒子との衝突の影響が強い
HD (流体力学) 領域である。

高度約150 km以上 : $v_{en} < \omega_e$, $v_{in} < \omega_i$ だから磁場の影響が強い
MHD (磁気流体力学) 領域である。

高度80~150 km : $v_{en} < \omega_e$, $v_{in} > \omega_i$ だから電子の運動は磁場によって、イオンの運動は中性大気によって影響される。また、電子とイオンの間に速度差が生じるので分極電場が発生し電流が流れ易くなる。

高度 100 km 付近の電離度および Mean Free Path は十分小さいので、考え方としては

- ・中性大気の中に流星物体が衝突しエネルギーをもらった原子分子がプラズマ状態となる。
- ・分極電場が発生し磁場が誘導される。
- ・プラズマは拡散し、更に長いタイムスケールで高層大気風に流される。

単純化すると恐らく次のような関係を満たしているのでは？

$$E = -\nabla\phi$$

$$J = \sigma \cdot (E + v \times B) \quad \text{--- オームの法則}$$

$$\frac{\partial v}{\partial t} + (v \cdot \nabla)v = -\frac{1}{\rho} \nabla p - v_m(v - v_m) - \frac{1}{\rho}(J \times B) + g \quad \text{--- 運動方程式}$$

$$\frac{D\rho}{Dt} + \rho \nabla \cdot v = 0 \quad \text{--- 連続の式}$$

[2] Chemistry

流星痕をその継続時間から次のように大きく 3 つに分類される。

- (i) 流星尾 (流星のすぐ後を追って尾を引く様に光がついて行くもの)
- (ii) 短痕 (1 秒前後で消えてしまう痕)
- (iii) 永続痕 (長時間残る痕)

(i) 流星尾 (Meteor Tail)

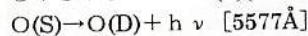
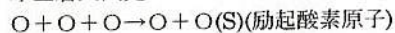
さて、流星本体は 2500 ~ 4000° K のプラズマ状態となっているが、このとき励起された原子あるいはイオンは定常状態に遷移するときに、エネルギー差に等しいエネルギーを持つ光子からなる光が放射される。即ち、ボーアの振動条件: $h\nu = E_m - E_n$

(h : プランク定数, ν : 振動数 = c/λ , c : 光速, λ : 波長)

で定まる振動数 ν の光を放つ。このときの許容遷移を考えると発光寿命は、 $\mu \text{ sec} \sim \text{n sec}$ のオーダーで非常に短い。

(ii) 短痕 (Meteor Train)

いわゆる通常いわれている痕がこれである。発光寿命は、1 m sec ~ 1 sec 程度であるが星本体物質 (Fe, Ca, Mg, Na, O, N, etc.) は、酸素原子を除いてみな 1 m sec 以下で光エネルギーを放出してしまう。そこで、酸素原子緑線 (OI green line [= 5577 Å]) と赤線 (OI red line [= 6300 Å]) の輝線が有力視される。この酸素原子緑線はオーロラや夜天光といった地球上層大気光としてよく知られているもので酸素原子の三体衝突 (three-body collision)



でおこる。このときの発光は、ある励起状態から基底状態にもどるとき ($\text{O}(\text{S}) \rightarrow \text{O}(\text{D})$) の禁制遷移 (forbidden transition) と呼ばれる寿命の長いもので発光時間は 0.74 秒におよぶ。一方、酸素原子赤線 (OI red line) は二重線 (doublet) で 6300 Å ($\text{P} \leftarrow \text{D}$) および 6364 Å ($\text{P} \leftarrow \text{D}$) のもので、 $\text{O}(\text{D})$ からの遷移で放射されるが、緑線とは余り関係が無い。また赤線は 110 秒と寿命が長過ぎるため、酸素原子が光を出す前に他の原子との衝突でエネルギーを失って光らなくなる消光現象 (quenching) が起こってしまう。結局、短痕の要因は酸素原子緑線による禁制線であるといわれている。

(iii) 永続痕 (Duration Train)

発光寿命は数秒 ~ 数分、ときには数十分に及ぶものもある。この長い寿命はある種の素反応の連続 (Sequence) であると考えられる。この Sequence のどこかで励起種ができて永続痕となっている訳である。また、発光粒子は大気成分なのか流星本体成分なのかはまだ未解決であるので、しし座流星群等で痕のスペクトルをとる必要がある。

さて、エネルギー方程式は、一般的な次式である。

$$p = \frac{\kappa_B}{m} \rho T$$

以上の、運動方程式、連続の式、エネルギー方程式を数値計算することにより、流星痕プラズマの速度、圧力、温度が求まる。高度 100 km 付近の大気主成分は、 O_2 、 N_2 、 O であるので、これらのモデルを適当な (例えば、Lax-Wendroff のような) スキームで時間発展的に数値計算してやれば痕のシミュレーションができるでしょう。(本当かな?)

第86回流星物理セミナー

流星痕スペクトル観測報告

- 1997年しし座流星群観測結果
- 輝線同定

1997年4月19日

北海道大学 天文同好会OB

鈴木 智

はじめに

- 本研究の目的
 - 流星痕発光メカニズムの解明
- アプローチ
 - 持続痕の良質なスペクトルデータの取得
 - 発光物質の特定
- 本日の内容
 - 昨年の観測結果
 - 輝線同定

機材の仕様

	可視分光カメラ *1 (TIS-V)	可視近赤外分光カメラ (TIS-IR)
分光方式	スリットレス対物透過型回折格子方式 (0次光同時取得)	スリットレス対物透過型回折格子方式 (0次光同時取得)
波長決定精度	±2nm以下	±5nm程度
分解能	流星痕の幅に依存	流星痕の幅に依存
波長範囲	可視域 (400nm~600nm)	可視近赤外域 (450nm~900nm)
回折格子	透過型、600本/mm	透過型、200本/mm
結像レンズ	f55mm F1.2 (Nikon製) [公称値]	f35mm F1.4 (Nikon製) [公称値]
逆線分散	25nm/mm	118nm/mm
撮像装置	35mm一眼レフカメラ Nikon F501	冷却CCDカメラ MUTOH CV-04
検出器	film Kodak Tmax3200 [EI 25000で使用]	CCD Kodak KAF-0400
フード	自作方形フード (バッフル付き)	自作方形フード (バッフル付き)

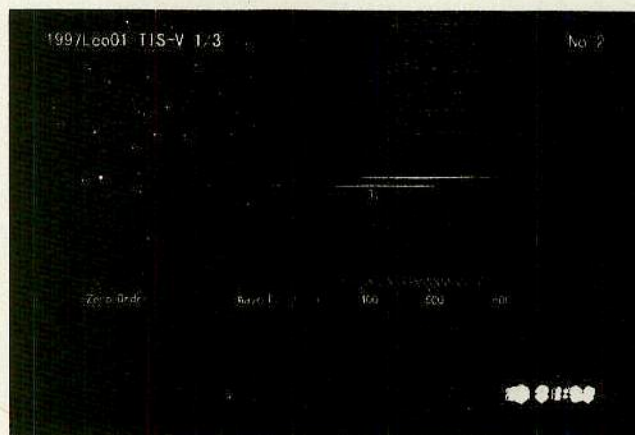
*1 鈴木智, "INTERACTIVE", 月刊天文ガイド別冊, Vol.13, 116, (1998) 参照

1m:1ピクセル

512x768ピクセル

1ピクセル:9mm

1997年の成果(1/5)



1997年11月18日

01:52 ± 1分

流星光度 -3

撮影開始:

出現後約10秒後

55mmF2

露出 8秒

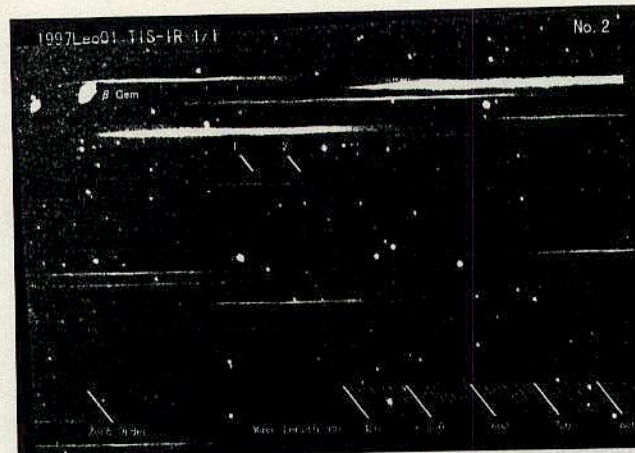
Tmax3200

No. 波長[nm]

1 518.6

注: 流星の進行方向
は下から上

1997年の成果(2/5)



1997年11月18日
01:52 ± 1分
流星光度 -3
撮影開始:
出現後約10秒後
35mmF1.4
露出 8秒
KAF-0400

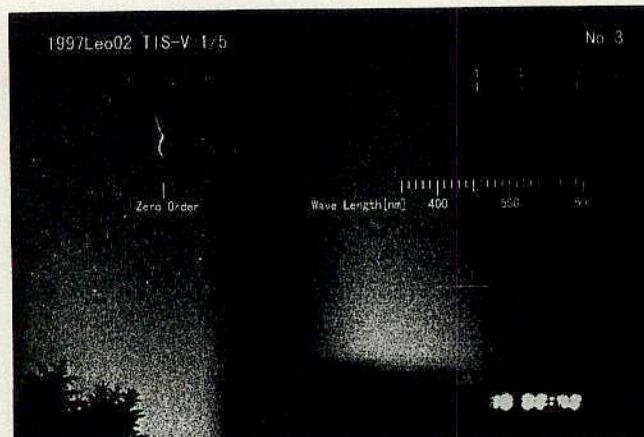
No.	波長[nm]
1	514
2	582

注: 流星の進行方向
は下から上

第86回流星物理セミナー

5

1997年の成果(3/5)



1997年11月18日
02:42 ± 1分
流星光度 -2
撮影開始:
出現後約20秒後
55mmF2
露出 8秒
Tmax3200

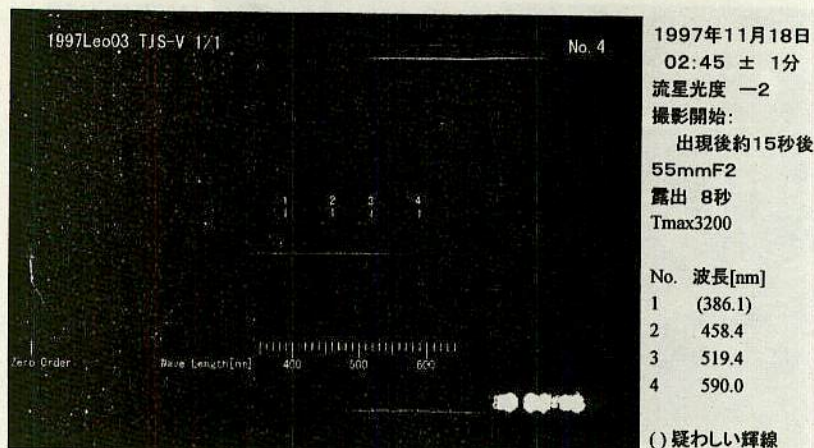
No.	波長[nm]
1	(457.0)
2	519.0
3	(594.9)

() 疑わしい輝線

第86回流星物理セミナー

6

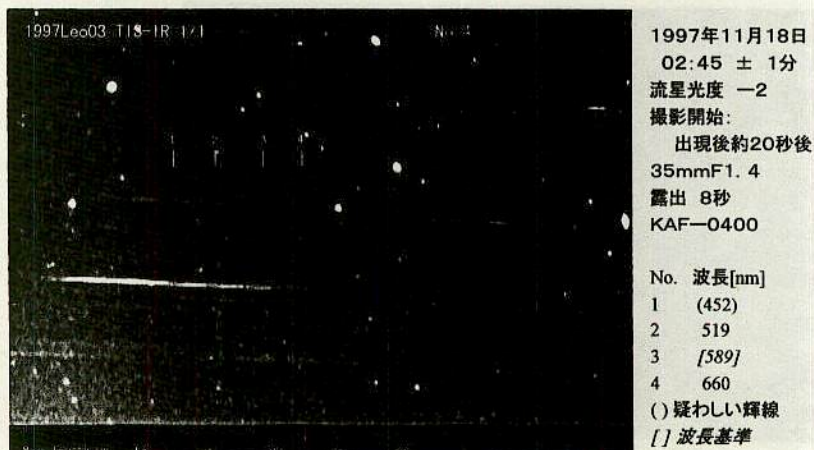
1997年の成果(4/5)



第86回流星物理セミナー

7

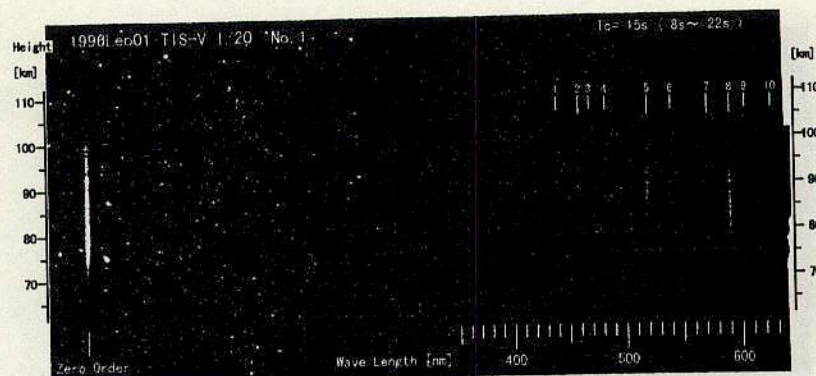
1997年の成果(5/5)



第86回流星物理セミナー

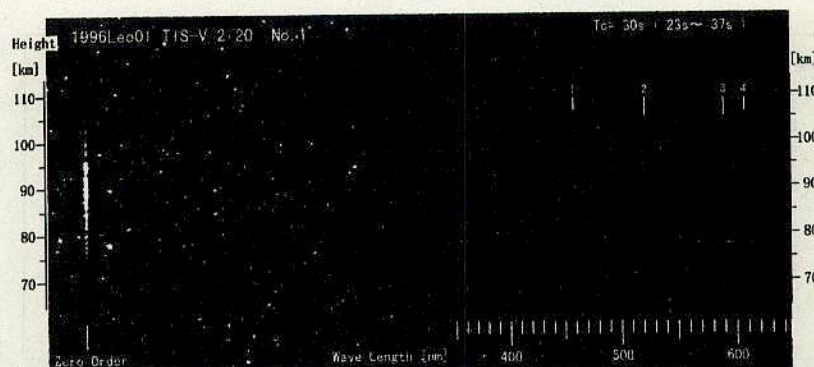
8

1996年の成果(1/3)



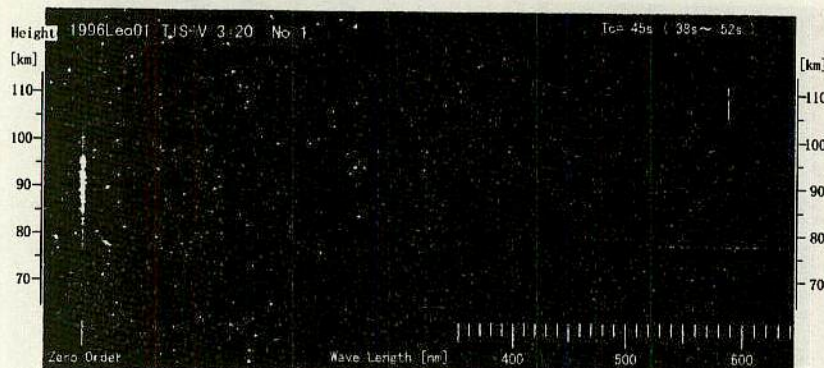
連続写真1枚目
流星痕移動補正済み

1996年の成果(2/3)



連続写真2枚目
流星痕移動補正済み

1996年の成果(3/3)



連続写真3枚目
流星痕移動補正済み

流星痕輝線リスト

Line No.	96Leo01 TIS-V			97Leo01 TIS-V	TIS-IR	97Leo02 TIS-V	97Leo03 TIS-V	TIS-IR	Multiplets * identification
1	1	2	3	1	1	1	1	1	
2	(437.2)						(386.1)		
3	457.3	(456.5)				(457.0)	458.4	(452)	Mg I (1)
4	(465.7)								
5	(481.0)								
6	517.4	518.5		518.6	514	519.0	519.4	519	Mg I (2)
7	(538.1)								
8	568.8								
9	588.6	587.8	587.8		582	(594.9)	590.0	[589]	Na I (6)
10	(601.4)								Na I (1)
11		(606.5)							
12	(623.2)								
13								660	

() 疑わしい輝線

[] 波長基準に使用

* C.E.Moore, "A Multiplet Table of Astrophysical Interest", NSRDS-NBS-40, (1972)

輝線同定方法

- 波長からだけでは困難
(輝線は約60本/nmもある)
- 仮定
 - 流星痕の輝線は、流星の輝線としても観測される。
 - 流星の尾(wake)として観測された輝線との相関は高い。

Line No.	Observed Wave Length [nm]	Wave Length [nm]	Meteor Spectra *1 Element	Multiplet *2	Wake Spectra *1	Comment	Identification
3	457.9±2	456.56	Co I	(150)		Co I (150) メンバーの平均波長は、454.4[nm]である。	
		456.16					○
		457.11	Mg I	(1)	○		
		457.83	Fe II	(38)		励起エネルギーが高い	
		458.38					
		459.57					
		459.28	Fe II	(37)		励起エネルギーが高い	
		459.27	Fe I	(39)		Fe I (2)(3)(15)が見られない。	
		457.86	Ca I	(23)		Ca I (2)が見られない。	
6	518.8±2	518.14					
		518.59					
		516.73	Mg I	(2)	○		○
		517.27					
		518.36					
		516.63	Fe I	(1)	○	Fe I (1) の強力なメンバーである511[nm]と518.6[nm]は分離もしくはスペクトル幅の拡散として写るはずである。しかし、そのような形跡がない。	
		516.89					
		517.57					
		520.46					
		516.75	Fe I	(37)		Fe I (2)(3)(15)が見られない。	
		517.16	Fe I	(36)		Fe I (2)(3)(15)が見られない。	
		519.49					
		519.15	Fe I	(383)		Fe I (2)(3)(15)が見られない。	
		519.24					
		519.55	Fe I	(1092)		Fe I (2)(3)(15)が見られない。	
		516.90	Fe II	(42)		励起エネルギーが高い	
		519.78	Fe II	(40)		励起エネルギーが高い	
		520.45					
		520.80	Cr I	(7)		Cr I (1)が見られない。	

*1 P.M.Millman, "A General Survey of Meteor Spectra", Smithsonian Contributions to Astrophysics, Vol.7, 119, (1963)
*2 C.E.Moore, "A Multiplet Table of Astrophysical Interest", NSRDS-NBS-40, (1972)

輝線の同定(1/2)

輝線の同定(2/2)

Line No.	Observed Wave Length [nm]	Wave Length [nm]	Meteor Spectra #1 Element	Multiplet #2	Wake Spectra #1	Comment	Identification
8	568.8±2	567.80	N II	(3)		励起エネルギーが20.6[eV]と高いこと。ほぼ同等の励起エネルギーである N II (5) があたらなかったこと。	
		567.96					
		568.63	Na I	(6)		Na可視域で2番目に強力な輝線	○
		568.82					
9	588.6±2	586.75	Si II	(8)		励起エネルギーが10[eV]以上と高いこと Si II (2)(3)(4)(5) があたらなかったため	
		586.84					
		588.13	Fe I	(1178)		強力なFe I (2)(3)(15) があたらなかったため	
		589.00	Na I	(1)	○	Naで最も強力な輝線	○
13	660±5	664	N I	(20)		まだ、十分な波長校正ができていないため参考データ。 尚、現時点ではCa I (1)が有力であろうという印象を持っている。	
		657	Ca I	(1)	○		
		656	H I	(1)			
		655	Fe I	(288)	○		
		659					
		659	Fe I	(188)			
		657	Fe I	(13)			

*1 P.M.Milman, "A General Survey of Meteor Spectra", Smithsonian Contributions to Astrophysics, Vol.7, 119, (1963)
 *2 C.E.Moore, "A Multiplet Table of Astrophysical Interest", NSRDS-NBS-40, (1972)

まとめ

・ 昨年の成果

- 可視スペクトルカメラ(従来のカメラ)で新たに3個の流星痕スペクトルを取得
- 新型の可視近赤外カメラで2個の流星痕スペクトルを取得
- 660[nm]付近に新たな輝線を確認

・ 輝線の同定

- 2年間で得られた流星痕スペクトルから確実な輝線の同定を定量的に実施
- Mg I (1)(2)、Na I (1)(6)の二原子、4輝線を同定
- この結果は従来の直視分光観測から得られていた定性的な結果と一致する。

第89回流星物理セミナー

流星痕スペクトル観測報告

・1998年しし座流星群観測結果(1)

1998年1月10日

北海道大学 天文同好会OB

鈴木 智

はじめに

- 本研究の目的
 - 流星痕発光メカニズムの解明
- 本日のメニュー
 - 1998年しし座流星群の主な成果
 - 可視域スペクトル
 - 近赤外域スペクトル(写真のみ)
 - 紫外域スペクトル(写真のみ)

機材の仕様

	可視分光カメラ *1 *2 (TIS-V)	可視近赤外分光カメラ *2 (TIS-IR)	紫外分光カメラ (TIS-UV)
分光方式	スリットレス対物透過型回折格子方式 (0次光同時取得)	スリットレス対物透過型回折格子方式 (0次光同時取得)	スリットレス対物反射型回折格子方式 (0次光同時取得)
波長決定精度	±3nm程度 (暫定)	±5nm程度	±4nm程度 (暫定)
分解能	流星痕の幅に依存	流星痕の幅に依存	流星痕の幅に依存
波長範囲	可視域 (370nm~630nm)	可視近赤外域 (450nm~900nm)	紫外-可視域 (300nm~460nm)
回折格子	透過型, 600本/mm	透過型, 200本/mm	反射型, 600本/mm
結像レンズ	f50mm F1.2 (Canon製) [公称値]	f50mm F1.4 (Nikon製) [公称値]	f54mm F2 (シグマ光機製) [公称値]
逆像分散	28nm/mm	83nm/mm	25nm/mm
撮像装置	35mm一眼レフカメラ Canon T70	冷却CCDカメラ MUTOH CV-1611	35mm一眼レフカメラ Minolta α5700i
検出器	film Kodak Tmax3200 [E1 25000で使用]	CCD Kodak KAF-1600 [2×5ビニングで使用]	film Kodak Tmax3200 [E1 25000で使用]
フード	自作方形フード (バッフル付き)	自作方形フード (バッフル付き)	なし

*1 鈴木智, "INTERACTIVE", 月利天文ガイド別冊, Vol.13, 116, (1998) 参照

*2 1998年仕様に一部改良あり。

第89回流星物理セミナー

3

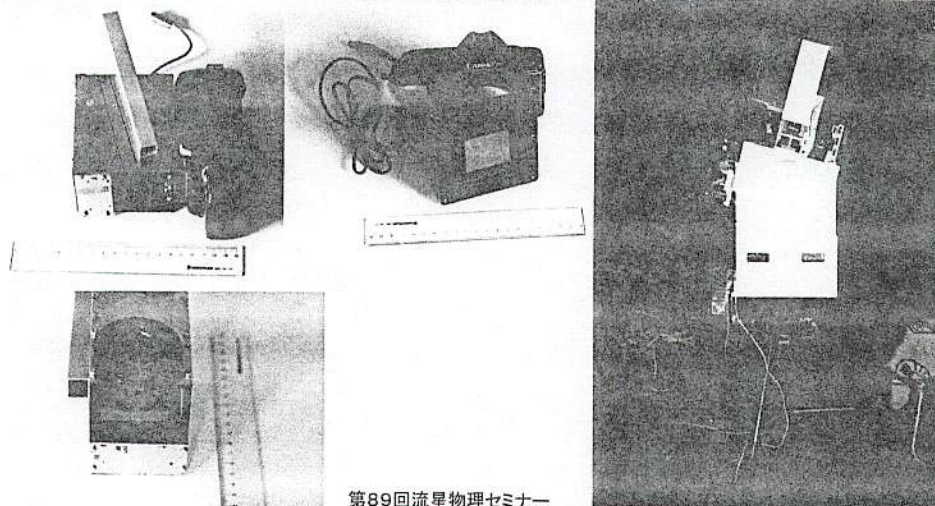
機材の仕様2

	流星痕カラーカメラ (TCC)	流星モニターカメラ (MMC)
撮影方式	分光カメラと同期撮影 固定	他カメラと非同期独立撮影 追尾
波長範囲	可視域	可視域
レンズ	f85mm F1.2 (Canon製) [公称値]	f16mm F2.8 (Nikon製) [公称値]
絞り	開放	開放
撮像装置	35mm一眼レフカメラ Canon T70	35mm一眼レフカメラ Nikon F90
フィルム	Fuji G800	AGFA HDC400
フード	自作方形フード (バッフル付き)	自作方形フード (バッフル付き)

第89回流星物理セミナー

4

外観写真



第89回流星物理セミナー

観測データ

項目	データ
観測日	1998年11月18日
流星出現時刻	4時13分53秒±2秒 (JST)
観測地	静岡県御殿場市印野
経度、緯度、高度	東経 138° 51' 06" 北緯 35° 16' 43" 高度 710m
気温	-3℃
露出間隔	15秒
露出時間	TIS-V 14秒 TIS-IR 8秒 TIS-UV 14秒 TCC 6秒
露出時間 (2)	MMC 300秒 (5分)

第89回流星物理セミナー

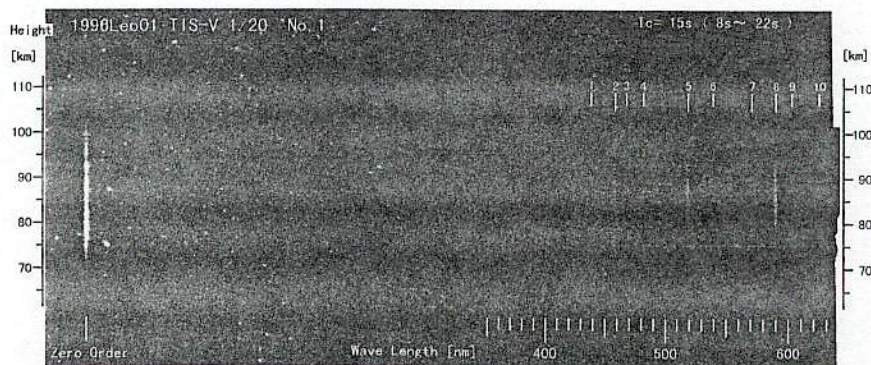
今回新たに分かったこと

- 可視域
 - 385nm付近の強力な輝線を検出
 - 2枚目以降で支配的になる、オレンジ色光が2つの輝線状の発光で構成されていること
- 近赤外域
 - オレンジ色光が800nm付近まで強く発光していること
- 紫外域
 - 310nm付近にやや強めの輝線を検出

第89回流星物理セミナー

11

1996年の痕との比較



連続写真1枚目
流星痕移動補正済み

第89回流星物理セミナー

12

1996年の痕との比較

- 輝線は、385nm付近の成分以外はほぼ同等
(96年に検出できなかった原因)
 - 痕によりこの輝線の強度が大きく変わる
 - 地平高度が低く、距離が遠かった
 - 薄明によるフィルムのかぶりに埋もれた

第89回流星物理セミナー

13

流星痕輝線リスト(暫定)

Line No.	96Leo01			97Leo01		97Leo02		97Leo03		98Leo02		Multiplets *1
	TIS-V			TIS-V	TIS-IR	TIS-V	TIS-V	TIS-IR	TIS-V	TIS-V #2		
1	1	2	3	1	1	1	1	1	1	1		
2	(437.2)							(386.1)		(385)		Mg I (2)?
3	457.3	(456.5)				(457.0)	458.4	(452)		(395)		Al I (1)?
4	(465.7)									(423)		Ca I (2)?
5	(481.0)											
6	517.4	518.5		518.6	514	519.0	519.4	519		(518)		Mg I (2)
7	(538.1)											
8	568.8									(568)		Na I (6)
9	588.6	587.8	587.8		582	(594.9)	590.0	[589]		(589)		Na I (1)
10	(601.4)											
11		(606.5)										
12	(623.2)											
13								660				

() 疑わしい輝線

[] 波長基準に使用

* C.E.Moore, "A Multiplet Table of Astrophysical Interest", NSRDS-NBS-40, (1972)

*2 暫定結果

第89回流星物理セミナー

14

流星痕の分類(私案)

名称	流星	短痕	持続痕 *1	永続痕 *1
発光寿命	～ms	～数秒	～数十秒	～数十分
エネルギー源	流星の運動エネルギー	流星の運動エネルギー	流星の運動エネルギー	大気の化学エネルギー
励起メカニズム	衝突による直接励起	衝突による直接励起 イオン再結合	イオン再結合	金属元素による 触媒サイクル
主な発光物質	Fe, Na, Mg, Ca, Si 等	O (3F)	Mg, Na 等	(FeO, O ₂ , Na, MgO) ? 等 *2
備考			尾を含む	新カテゴリ

*1 この名称は、便宜上、独自に上記のように定義した。したがって一般的には、両者が上記のように区別されているわけではない。

*2 未同定。

まとめ

・ 昨年の成果

- － しし座流星群に属する大火球による流星痕の良質なスペクトルを、可視、紫外、近赤外域にわたり取得できた。

・ 今後の課題

- － 波長決定精度の確認(特にUV)、輝線の同定
- － スペクトル強度の抽出
- － 痕発光モデルの定量的検討
- － 機材の高分光分解能化

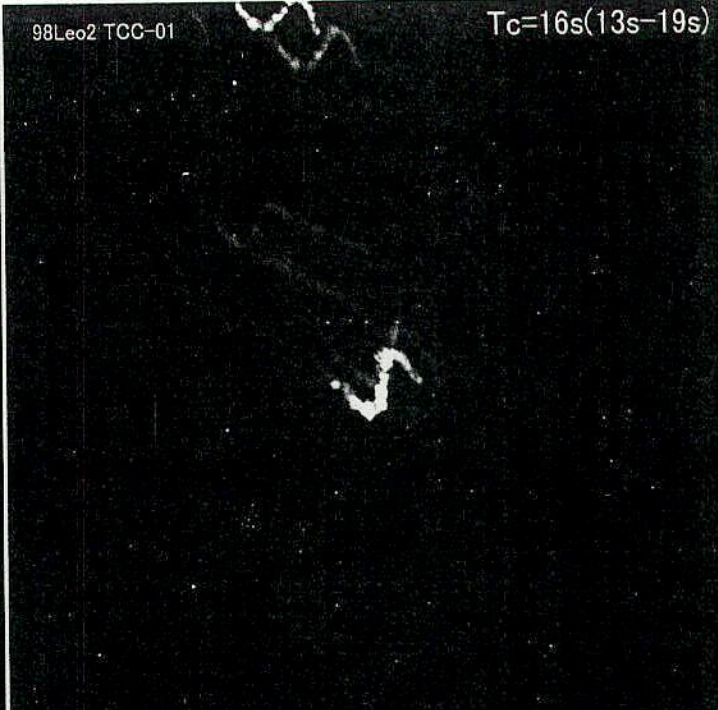
98Leo2 MMC

T=4h13m53s \pm 2s



98Leo2 TCC-01

MISS-080
Tc=16s(13s-19s)



98Leo2 TCC-05

Tc=76s(73s-79s)



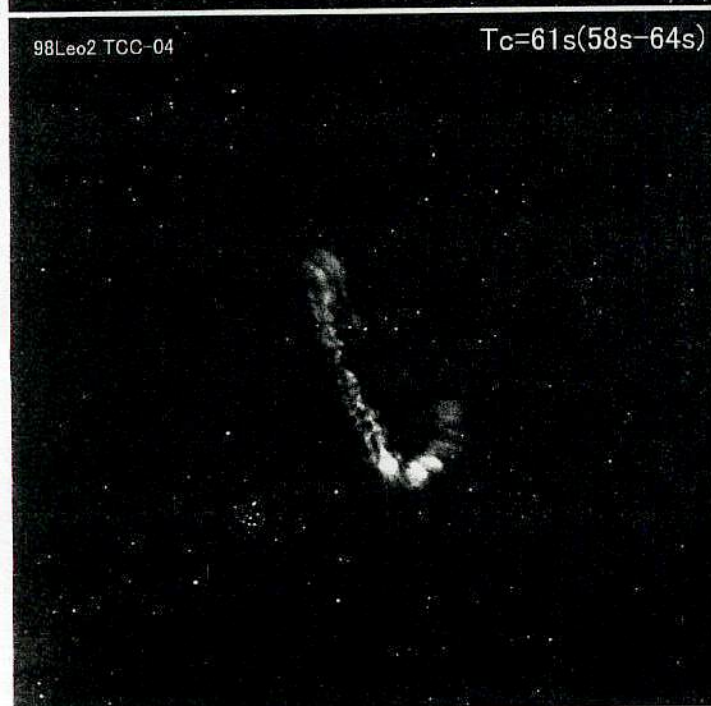
98Leo2 TCC-02

Tc=31s(28s-34s)



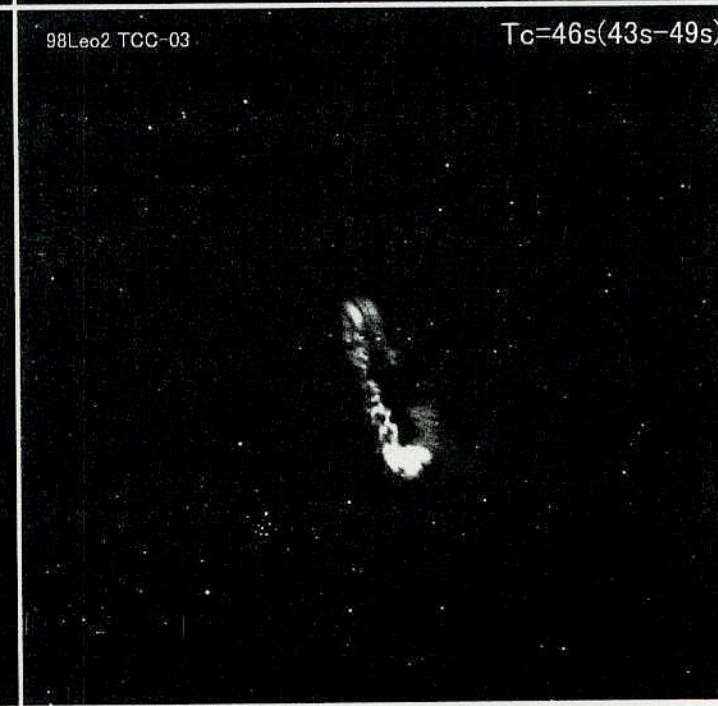
98Leo2 TCC-04

Tc=61s(58s-64s)



98Leo2 TCC-03

Tc=46s(43s-49s)



MSS-086

流星痕スペクトル

Tc = 20s (13s-27s)

98Leo2 TIS-V-01

Zero order

Wavelength [nm]

400

500

600

98Leo2 TIS-V-02

Tc = 35s (28s-42s)

Zero order

Wavelength [nm]

400

500

600

98Leo2 TIS-V-03

Tc = 50s (43s-57s)

Zero order

Wavelength [nm]

400

500

600

MSS-086

可視近赤外流星痕スペクトル

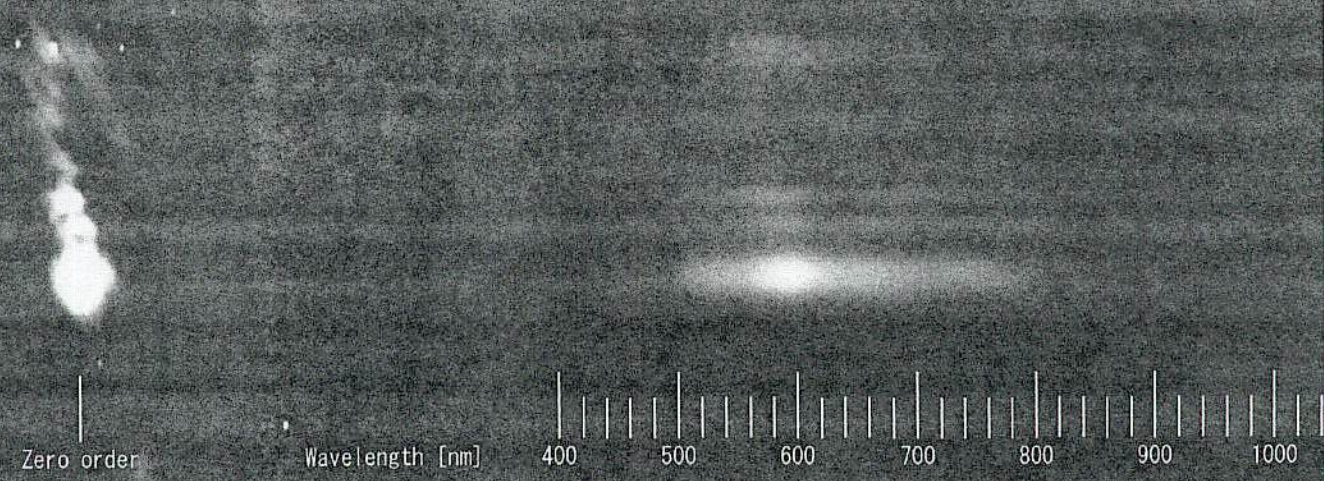
Tc = 17s (13s-21s)

98Leo2 TIS-IR-01



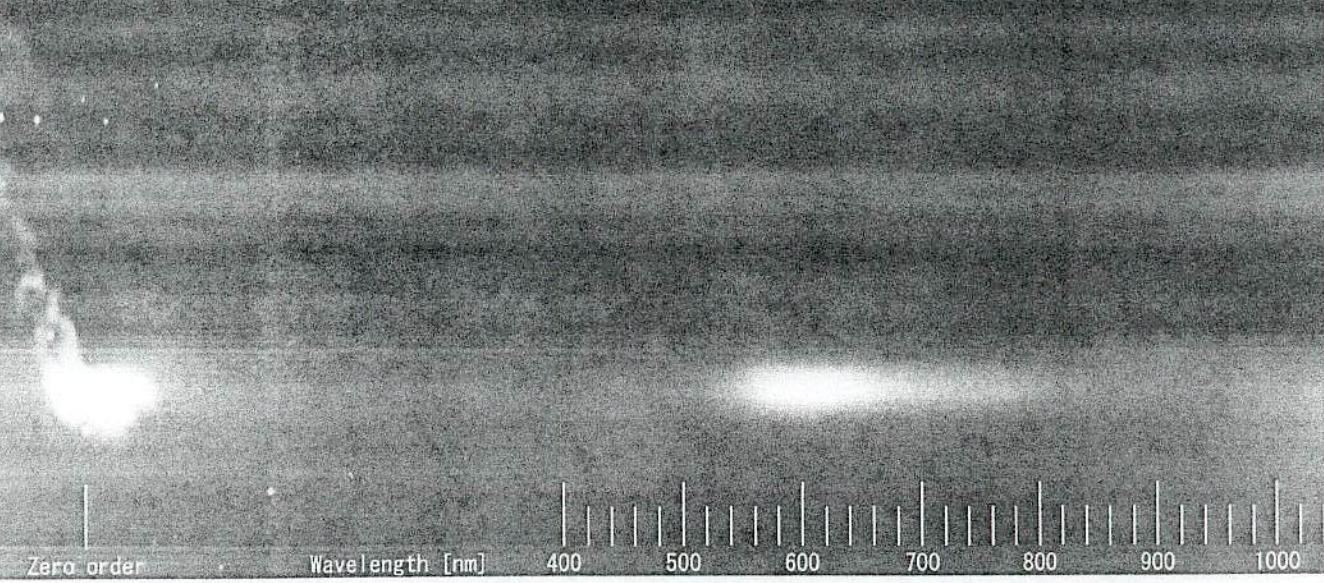
98Leo2 TIS-IR-02

Tc = 32s (28s-36s)



98Leo2 TIS-IR-03

Tc = 47s (43s-51s)



98Leo2 TIS-UV-01

MSS-086

Tc = 20s (13s-27s)

紫外流星痕スペクトル

Zero order

Wavelength [nm]

300

400

500

600

98Leo2 TIS-UV-02

Tc = 50s (43s-57s)

Zero order

Wavelength [nm]

300

400

500

600

98Leo2 TIS-UV-03

Tc = 80s (73s-87s)

Zero order

Wavelength [nm]

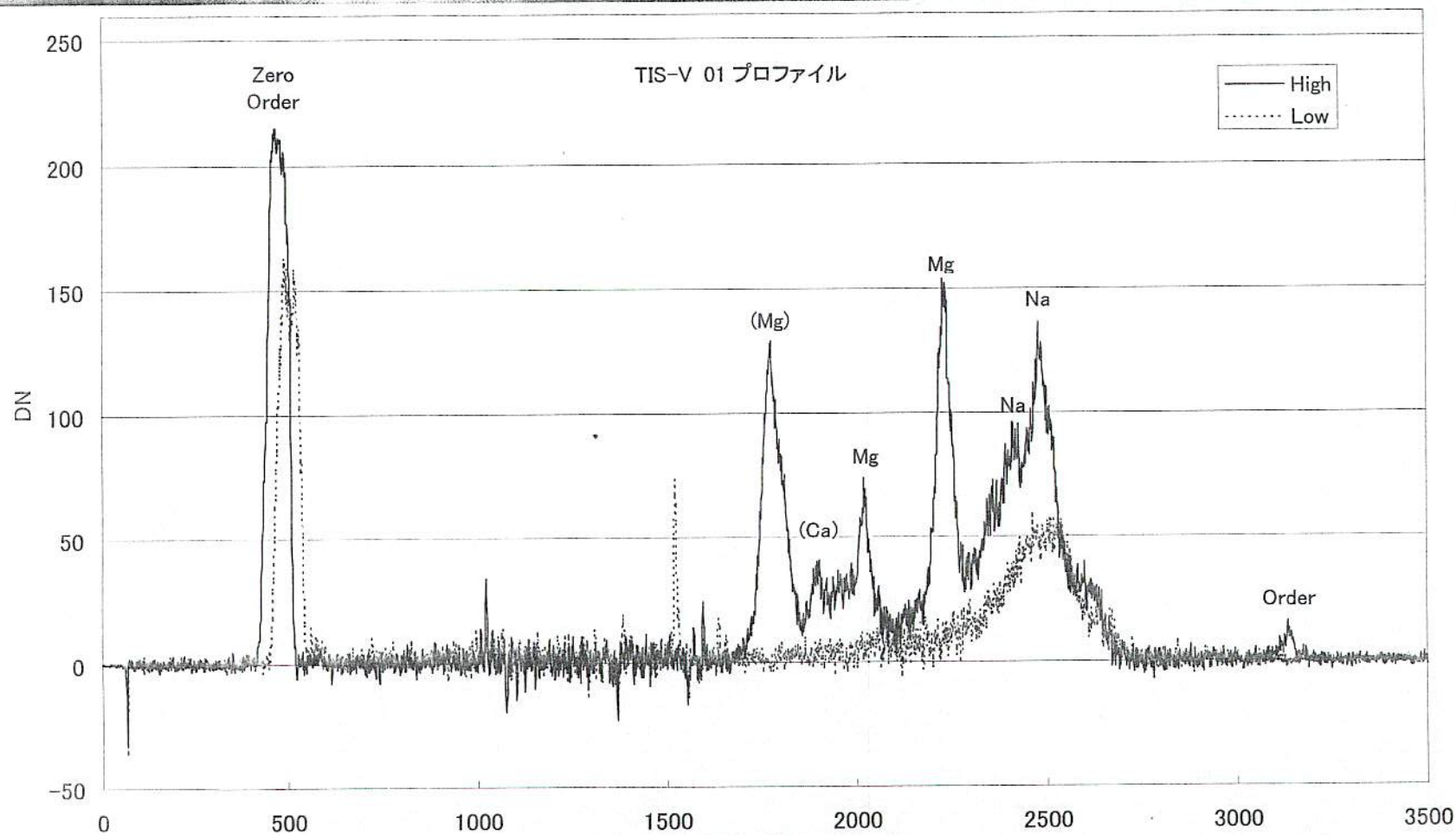
300

400

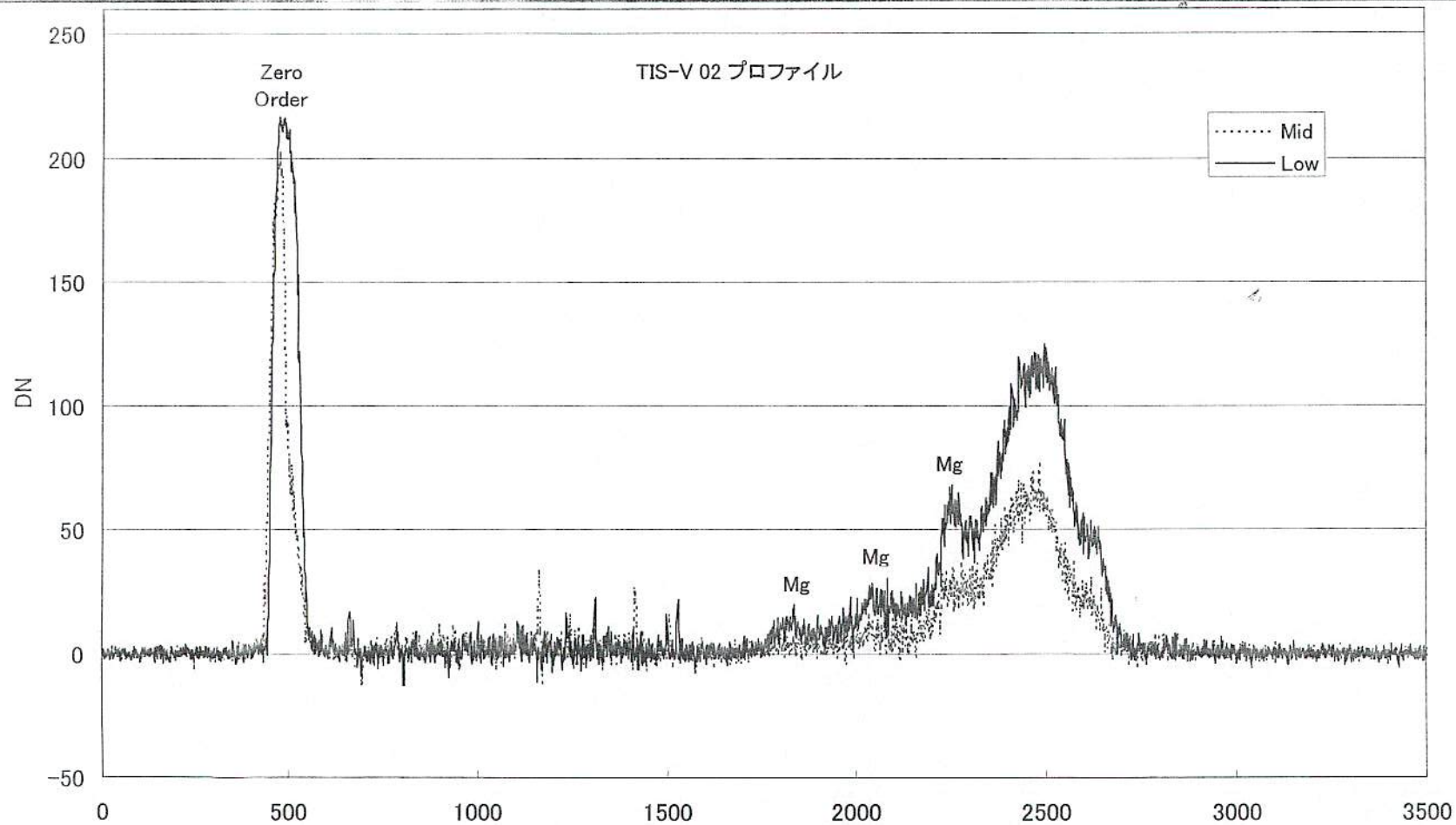
500

600

プロフィール(1)



プロフィール(2)



<< しし座流星群に伴う流星痕の分光観測、流星物理セミナー@原宿 >>

阿部 新助 (総合研究大学院大学 数物科学研究科 天文科学専攻)
(e-mail: avell@pub.mtk.nao.ac.jp)

<目的>

流星痕のスペクトル観測から未知輝線の波長決定を行ない発光物質の特定を行う。

<結果>

【発光物質】

Observation using Grism: 11

Mg[I]@383nm, Ca[II]@393nm?, Mg[II]@448nm, semi-forbidden of Mg?[I]@460nm,
Mg[I]@518nm, Na[I]@569nm, Na[I]@589nm, Ca[I]@610nm, Fe[I]@670nm,
Fe[I]@684nm, N[I]@744nm

Observation using Grating: 14

Mg[I]@383nm, Ca[II]@393nm, Fe[I]@400nm, Cr[II]@402nm, Cr[II]@427nm,
Mg[II]@448nm, semi-forbidden of Mg[I]@460nm, Fe[I]@489nm, Fe[II]@502nm,
Mg[I]@518nm, Fe[I]@554nm, Na[I]@569nm, Na[I]@589nm, Ca[I]@610nm?

【発光メカニズム】

永続痕は、出現30秒までは、多くの輝線が特徴的である。また、高度93km付近に連続光成分が卓越し、それより低高度では Na[I]@569,590nm 輝線のみが見られる。30秒以上の永続痕では、Na[I]@569,590nm の輝線とより長波長の N[I]? が輝き始めるようである。どうも永続性の鍵は、Na原子 が握っているように思われる。例えば、窒素酸化物である NO₂ は、温度約 2000K で連続光放射する。果して、永続痕の発光のメカニズムは？ 今後は、分子輝線も含め精密なエネルギー計算をおこない、温度や密度といった物理量を求めて考察していくつもりである。また、今年もチャンスがあるので今度は MCFTS でトライする計画である。

<概要>

流星痕とは、流星が飛んだ跡に発生する煙のようなプラズマの雲である。これは流星成分原子や高層大気原子・基・分子が励起されて発光していると考えられている。発光層は、高度80~100km程度であるが、流星痕の発光物質や発光のメカニズムについては解明されていない。

流星痕のスペクトル観測例が殆んど無い理由として次のような理由が挙げられる。

- (1) スペクトル観測ができるほど十分に明るい流星痕の出現頻度が少ない
- (2) スペクトル観測装置の性能が不十分

一般に流星痕の出現頻度は、母流星の光度や対地速度に強く依存している。明るく速い流星ほど明るい流星痕を残す確率が高くなる。「しし座流星群 (Leonids)」は、対地速度が60km/sを越す非常に速い流星群で有痕率も他の流星群に比較して非常に高い。「しし座流星群」は、母天体である Tempel-Tuttle 彗星の33年ごとの回帰に伴って大規模な出現を見せる流星群であり、1998年2月に同彗星が回帰している。更に今回は日本を含む東アジアの明け方で出現のピーク (1時間当たり数100~数千個) が予想されており、流星痕の出現頻度に関する問題はいつに解消される事が期待される。

我々の観測は、グリズム分光器とマルチチャンネル・フーリエ分光器の2つの分光器と市販の高感度CCDカメラとカメラレンズを組み合わせたシステムからなる。流星痕出現後に分光器システムを対象に素早く向け、流星痕が拡散してしまわない 5~10秒程度は、グリズム分光器 (透過型回折格子) を使用する、数秒以上の永続痕の場合、対象が拡散してしまうので面分光が可能である。

る MCFTS (マルチチャンネル・フーリエ分光器) を使用する。これら2つの光学系は、CCDカメラと共に一体型となっており専用ホルダーで切替え可能になっている。その他、流星本体の撮像 (写真)、分光 (CCD) を目的としたカメラとグリズム分光器も用意している。

【観測装置】

カメラ: 武藤 CV04L

(CCDチップを blue sensitive チップに交換、ベルチェ冷却+水冷却システム)
レンズ: ベンタックス 50mm f1.4 開放

【分光装置】

グリズム (透過型回折格子)

MCFTS (マルチチャンネル・フーリエ分光器)

【撮影データ】

撮影日: 1998年11月18日 (JST)

撮影場所: 国立天文台・野辺山電波観測所 (9h 13m 56s, 35d 56' N, 1340m)
(138° 29.00', 35° 56.0')

	Start	End	Exp.	Instruments
(1)	04:14:05	- 04:14:25	20 sec.	Grism
(2)	04:14:45	- 04:15:05	20 sec.	Grism
(3)	04:16:11	- 04:16:31	20 sec.	No-Filter
(4)	04:16:58	- 04:17:18	20 sec.	No-Filter
(5)	04:17:52	- 04:18:52	60 sec.	MCFTS
(6)	04:19:14	- 04:21:14	120 sec.	MCFTS
(7)	04:21:36	- 04:24:56	200 sec.	MCFTS

パソコンの時刻精度: -0.2秒

(パソコンの時刻精度: -1.0秒/5日より)

火球の発光時刻: 04h 13m 54.44s ~ 04h 13m 54.58s

火球バースト時刻: 04h 13m 54.51s (誤差 0.02秒)

☆ 流星痕

duration train は、0.5 秒~数10分 の痕に及ぶ。short duration train は、非常に頻繁に出現し、しばしばスペクトル観測が行なわれおり、その発光は、酸素原子緑線 555.7nm によるものである事が分かっている [Halliday 1958; Millman et al. 1971]。永続痕の観測は、非常に稀な現象と予測不可能な事からその事例は少なく、永続痕の現象については殆んど解明されていない。流星痕の観測は、流星物理だけでなく大気化学プロセスの面からも重要である。

☆ Review of Trains

流星スペクトルの眼視観測: [Astapovich 1958]
1875年、初の流星痕スペクトルの観測 (眼視)

流星スペクトルの眼視観測: [Trowbridge 1907]
yellow & green line などの幾つかのラインの存在が見つかった。
彼らは Na[I] 589.3nm の doublet, Mg[I] 517.5nm の triplet の存在を示唆している。

写真による短痕の観測: [Millman 1950]

Na[II], Mg[I], Ca[II], Fe[II]

痕発生から数秒後からの永続痕のスペクトル観測例:

MSS-086

[Nasirova & Nesirov 1966; Rajchl et al. 1993]
画質が悪くて物質同定が不明確

写真による流星スペクトル: [Rajchl et al. 1995]
1993年Perseidで日本で4例撮影。
全ては、たった2つのline(Na[I],Mg[II])しか含まれていない。

永続痕の高度: [Trowbridge 1907; Hawkins & Howard 1959]
高度 90km 付近で最もいい感じの痕ができる。

☆ D層生成について

電離を起こしうる光の最長波長を電離端波長 (ionization threshold) という。
N2:79.58nm, O2:102.78nm なのでこれらの成分は90kmより下層ではあまり電離
されない。しかし、NO は、133.78nm の電離端波長を持ち、太陽水素のLyman- α
線 (121.6nm) がちょうど O2 吸収の窓にあたっていて下層まで侵入できるため、
70km付近までかなりの電離を起こし得る。NO の電離に起因して起こる中間圏の
電離極大領域は D層 と呼ばれる。

☆ 1993 Perseid 永続痕スペクトル(BB5,BB6)

The identification of nebular lines in the spectra of meteor trains.
BOROVICKA, J.; ZIMNIKOVAL, P.; SKVARKA, J.; RAJCHL, J.; SPURNY, .P
Astronomy and Astrophysics, v.306, p.995

Aug 12, 1993

spectrograph: slitless, prism
Lens: f=85mm, Film: Tri-X, Exposure: 20sec

meteor: 112km -> 75km
-6 mag at maximum brightness

(a)
train: 104km -> 78km (33km length)
bright part: 96 - 83km

(b)
train: 102km -> 82km (33km length)
bright part: 97 - 85km

- ◎ luminosity の profile は、流星本体と永続痕はほぼ比例。
- ◎ 流星バーストの profile は、永続痕には反映されていない。

高度約89kmでの(diffusion and drift)スペクトル -> 6つの emission が検出

Oxygen forbidden line : 372.6, 372.9 nm
Oxygen doubly line : 495.9, 500.7nm
S[II] : 406.9, 4076nm
Na[I],Na[II] : 589.0, 589.6nm
Ca[II] : 422.7nm
Cr[II] : 425.4, 429.0nm
Fe[II] :
O[II]?
N[II]?
molecular oxygen @ 384.0nm [Rajchl 1972]

=====
FeI lines around 370.0nm?

500.0nm ≠ MgI triplet @ 517.5nm

↓
nebular lines of O[II]@327.6nm, O[III]@500.7nm

emissions of forbidden lines:

S[II] @409.6nm

O[II] @327.6nm

O[III] @500.7nm

neutral atoms:

NO2 ???

☆ 1993 Perseid 永続痕スペクトル(BB5,BB6)

BB1(Aug. 14, 1996),BB3(Aug. 12, 1991) -> Rajchl et al. 1992,1993

BB2(bad),BB4(Jul. 30, 1992) -> omitted

BB5(Aug. 12, 1993),BB6(Aug. 12, 1993) -> Borovicka et al. 1995

TMN 93 TR1-4(Aug. 12, 1993) -> H.Murayama and K.Ohtsuka

(1) main emission

Mg[I]: 518nm

Na[I]: 590nm

intercombination Mg[I]: 457nm ;semi-forbidden nature

(2) atmospheric emission

OH red emission

NO2 green continuum; temp.=2000K

O2 Herzberg I(Hzb) system within 460-480nm; double bands

TMN spectra -> Herzberg II(Hzb II) system 479-449nm

Barbier group I and II

(3) BB5 spectrum

O2 Herzberg emission in the ultraviolet -> violet/red ratio is great
night glow

(4) UV Hzb

airglow spectra of diffusion type -> oxygen night airglows
blue trains

theoretical mechanism of meteor train liminosity

(1) recombination process[Millman 1950a,b; Opik 1995a,b]

(2) recombination of ions and free electrons[Cook & Hawkins 1956]

(3) excited molecules(AlO,FeO,CaO,MgO)[Baggaley 1975]

(4) decay followed an exponential law[Hawkins 1959]

0.2 mag./sec @ 93km hight

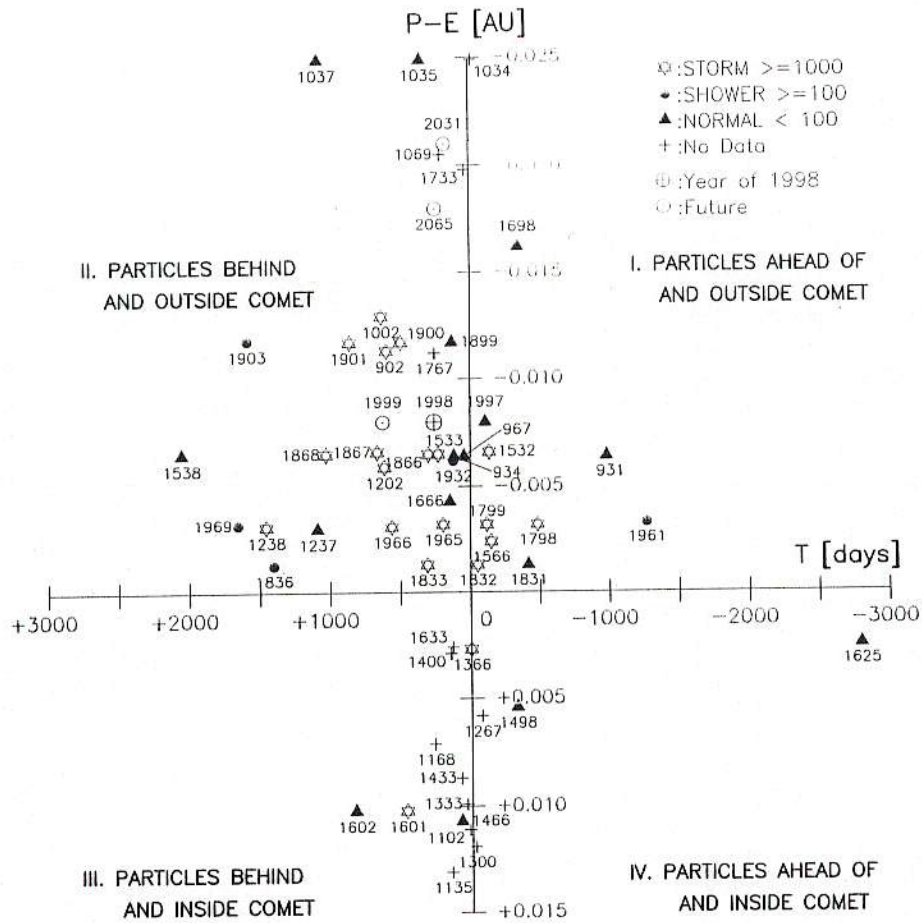
1.2 mag./sec @ 84km hight

early part of decay: atomic oxygen

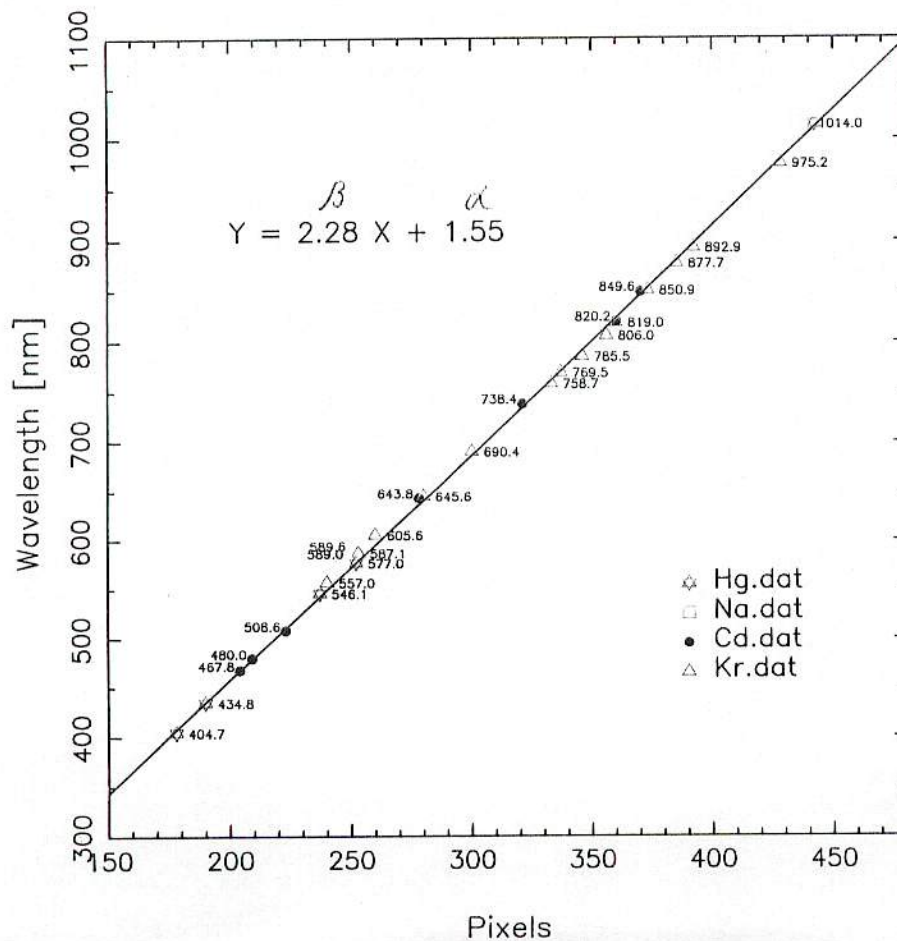
fireball temperature

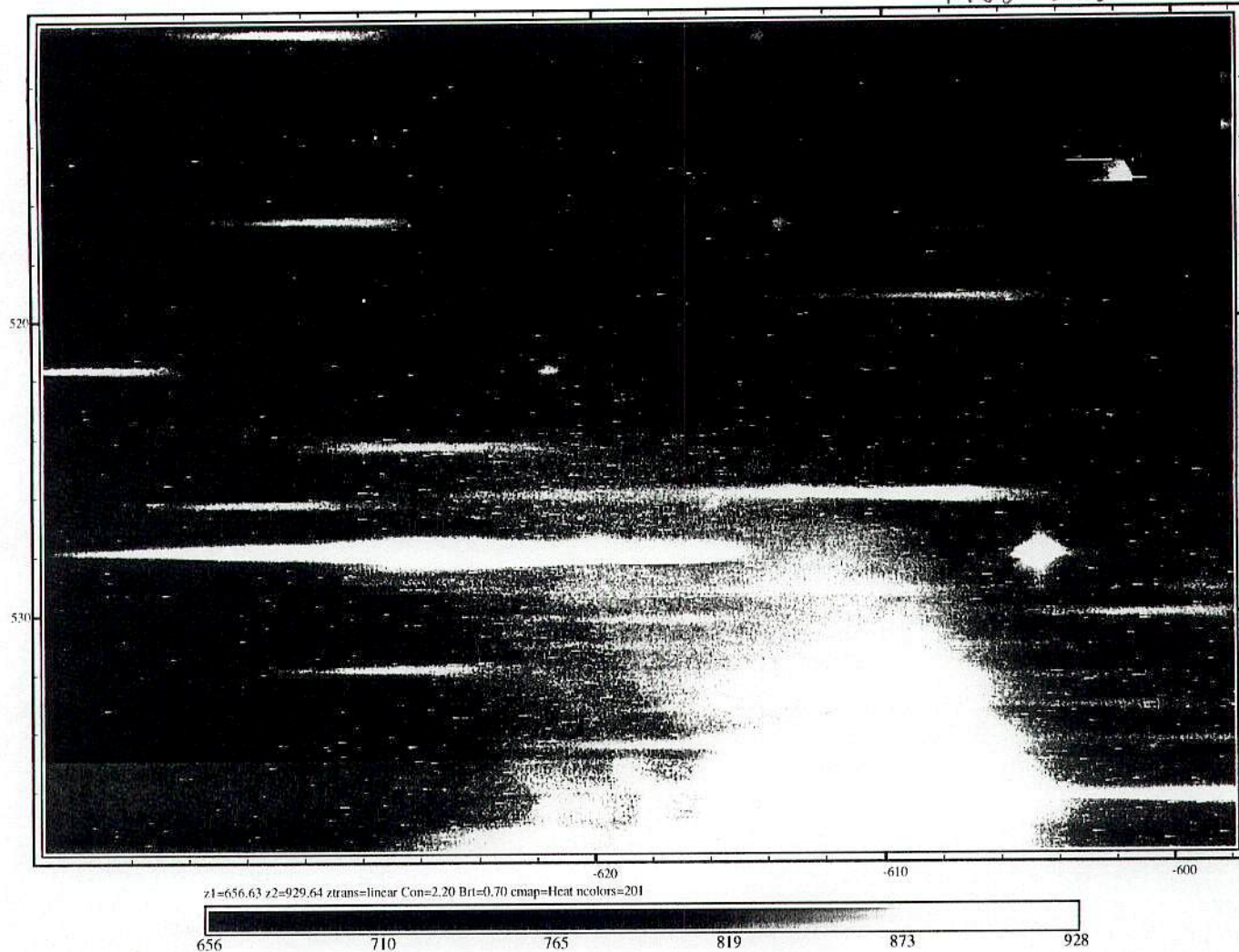
(1) [Borovicka 1993]

	fast meteor	slow meteor
main part:	4,000K 95 %	99.98 %
second part:	10,000K 5 %	0.02 %

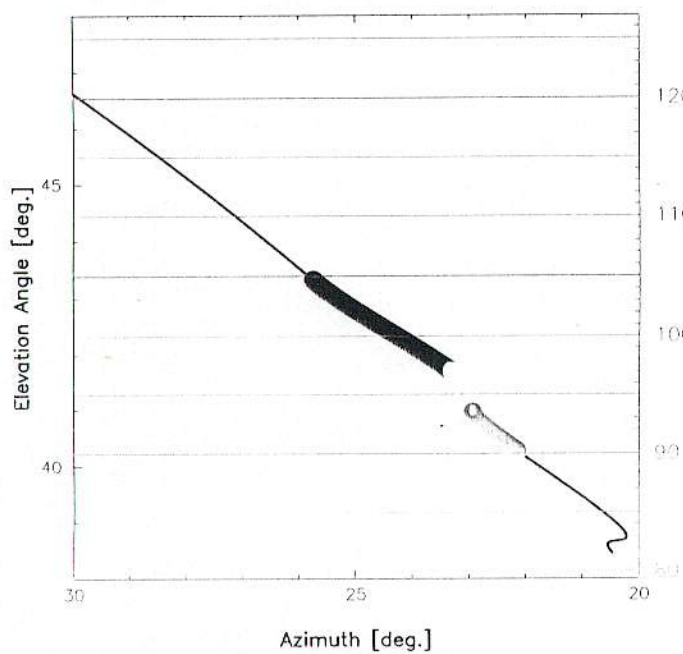


Dispersion Curve of the Grism

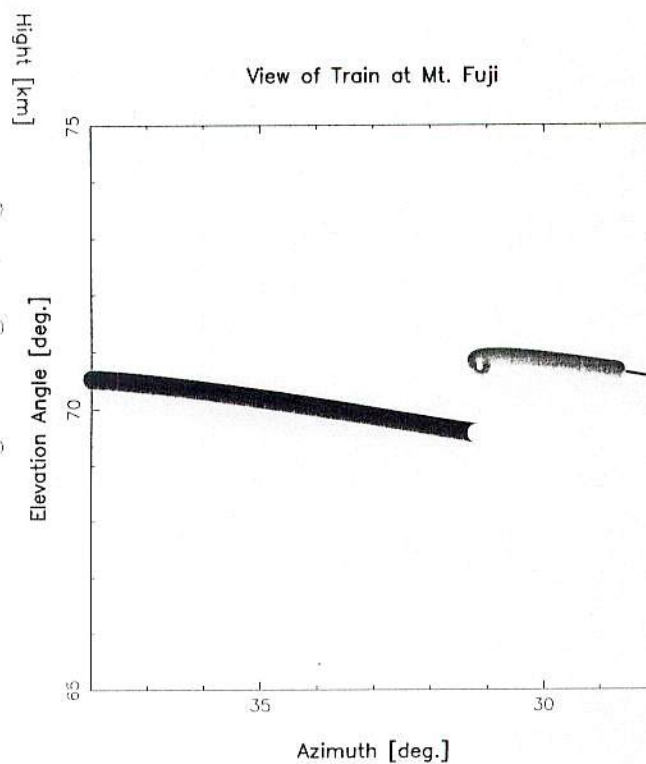




View of Train at Nobeyama Radio Observatory

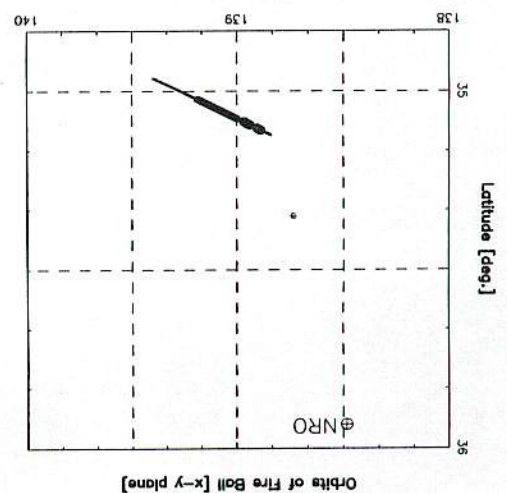
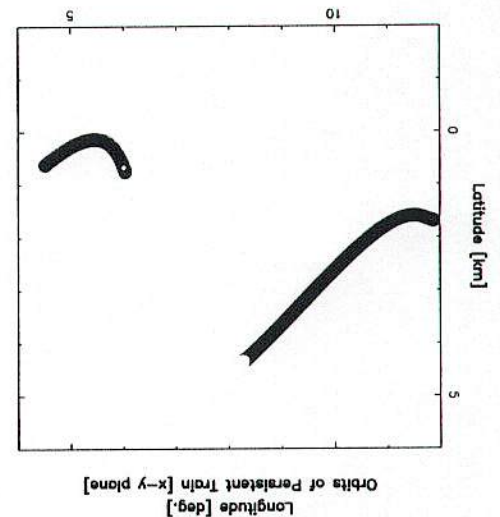
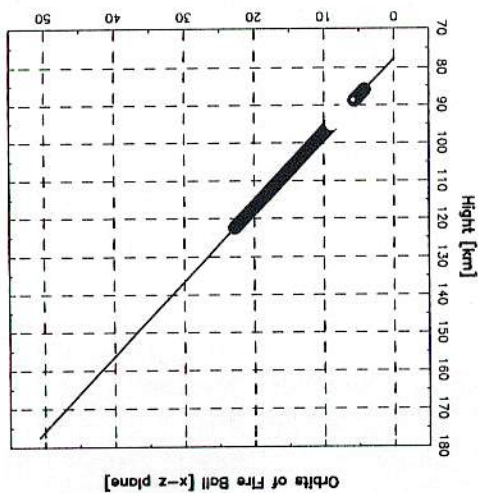
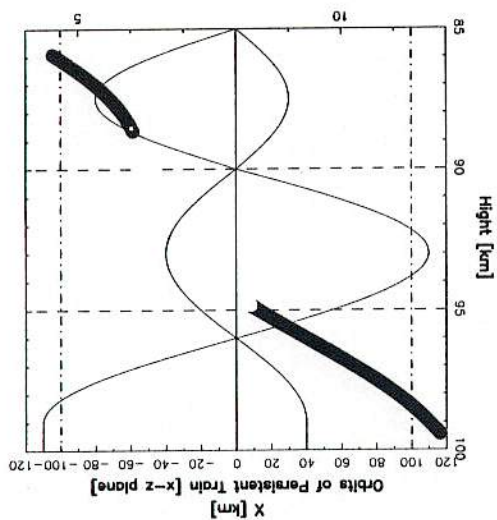
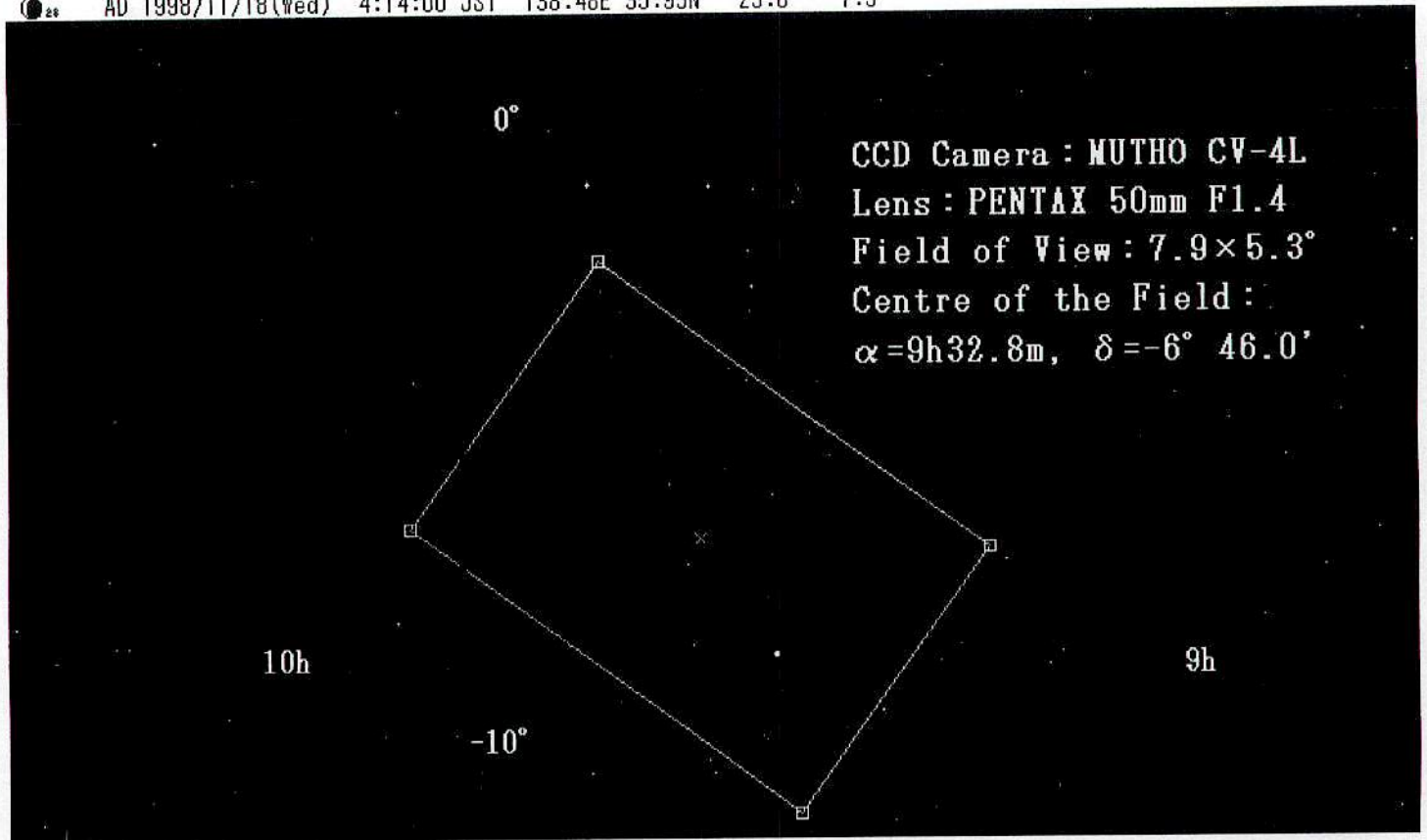


View of Train at Mt. Fuji



MSS-086

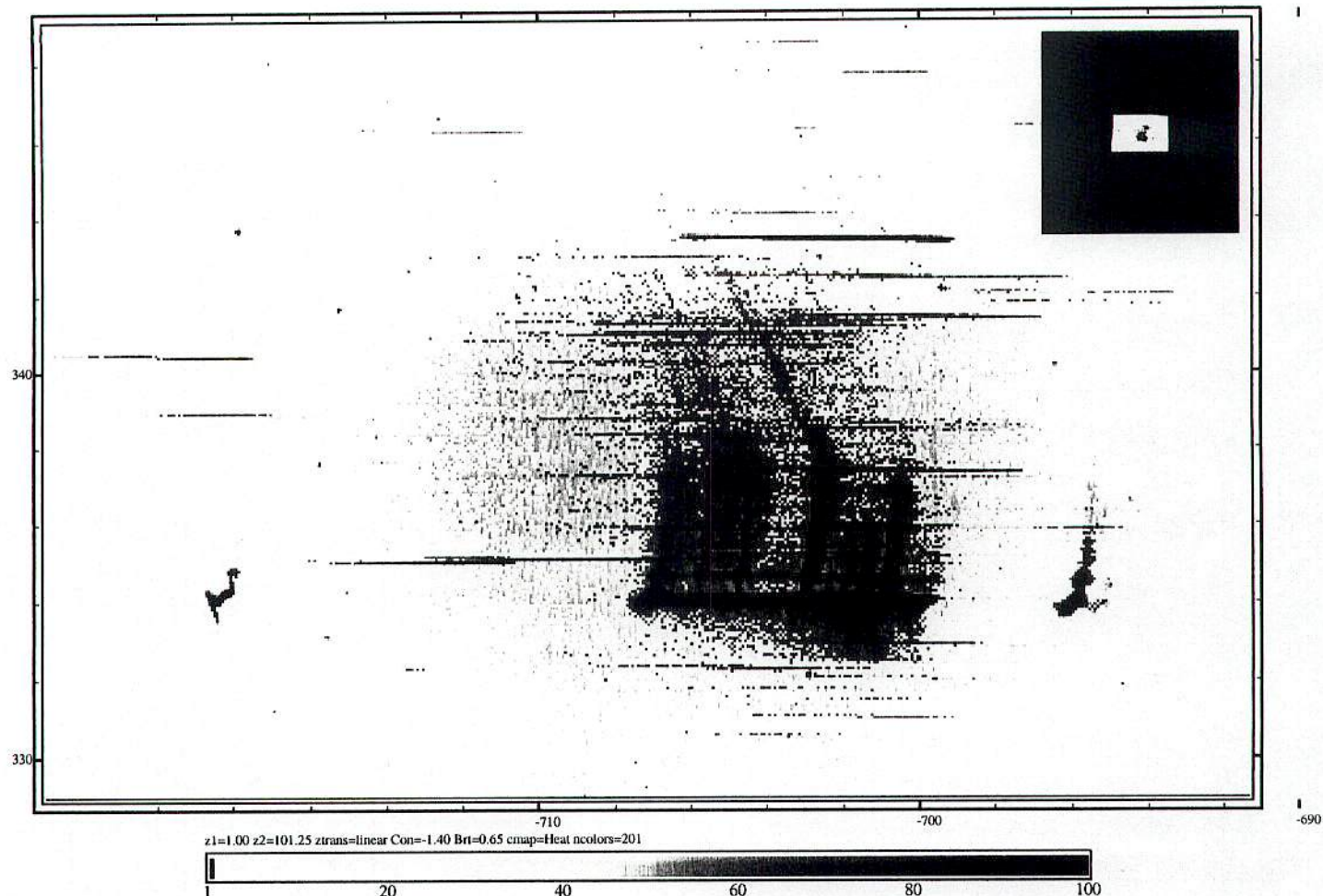
AD 1998/11/18(Wed) 4:14:00 JST 138.48E 35.93N 23.0° 7.3



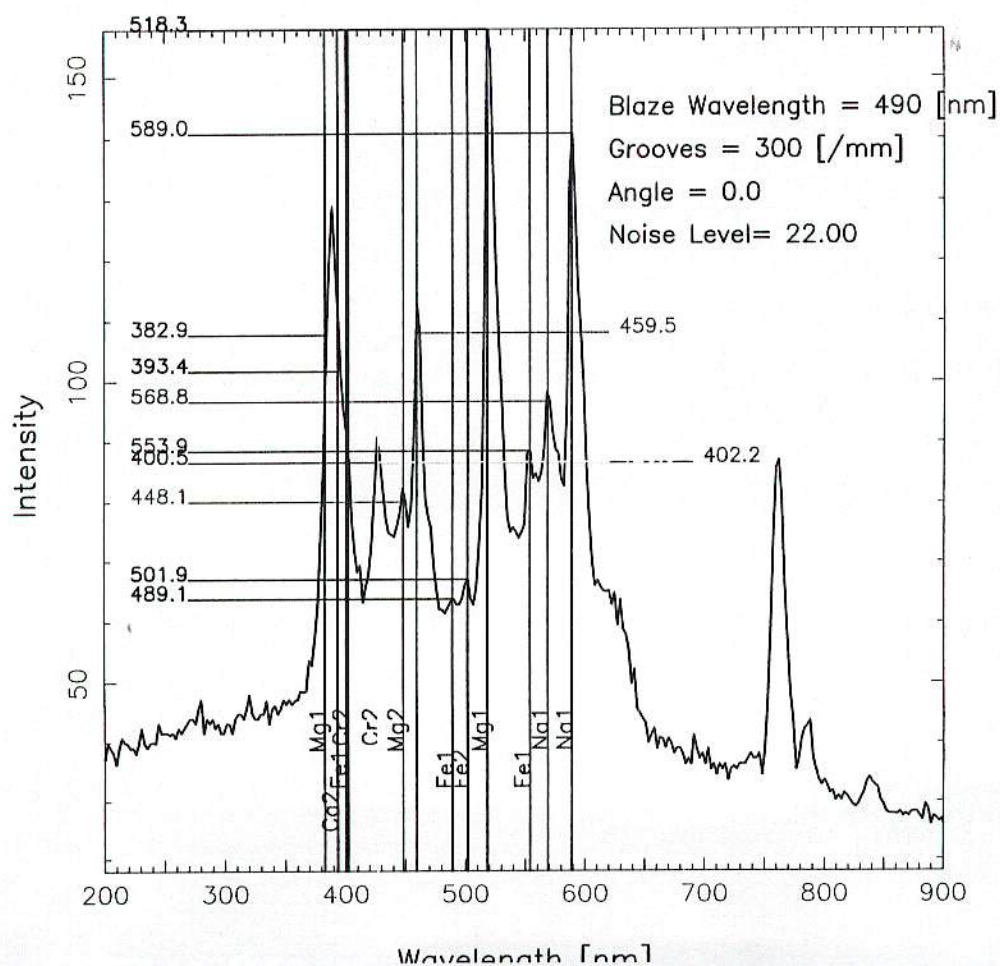
NONINTERACTIVE REPORT FOR FILE 8.013.77.50.1000

98tr1.fits -

MSS-086

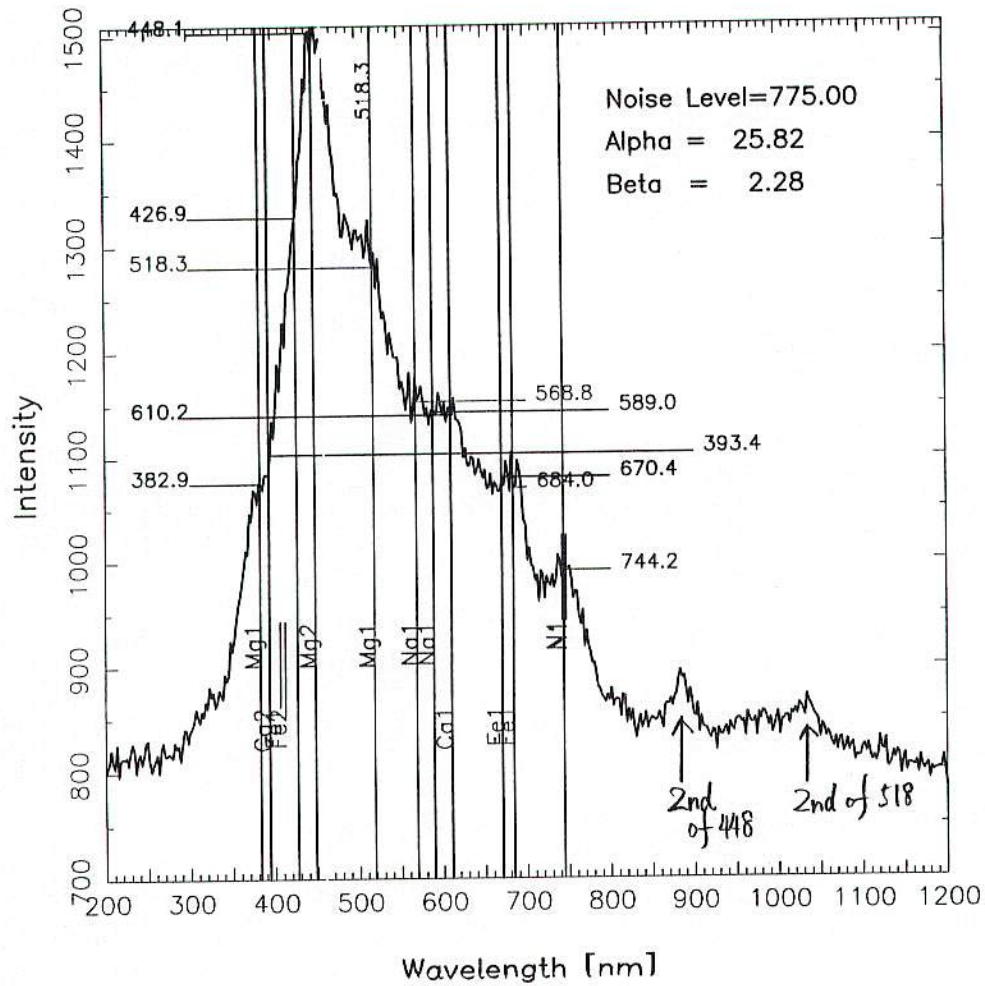


Spectrum of Meteor Persistent Train of Leonids

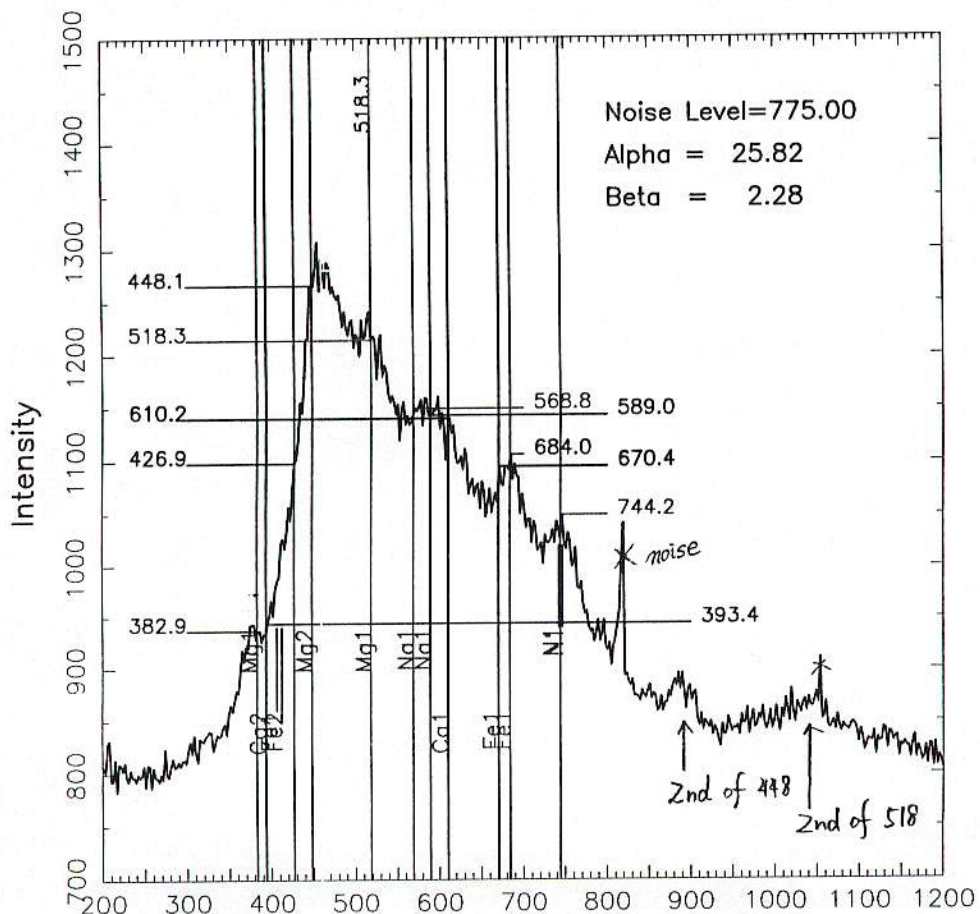


Spectrum of Meteor Persistent Train of Leonids

MSS-086



Spectrum of Meteor Persistent Train of Leonids

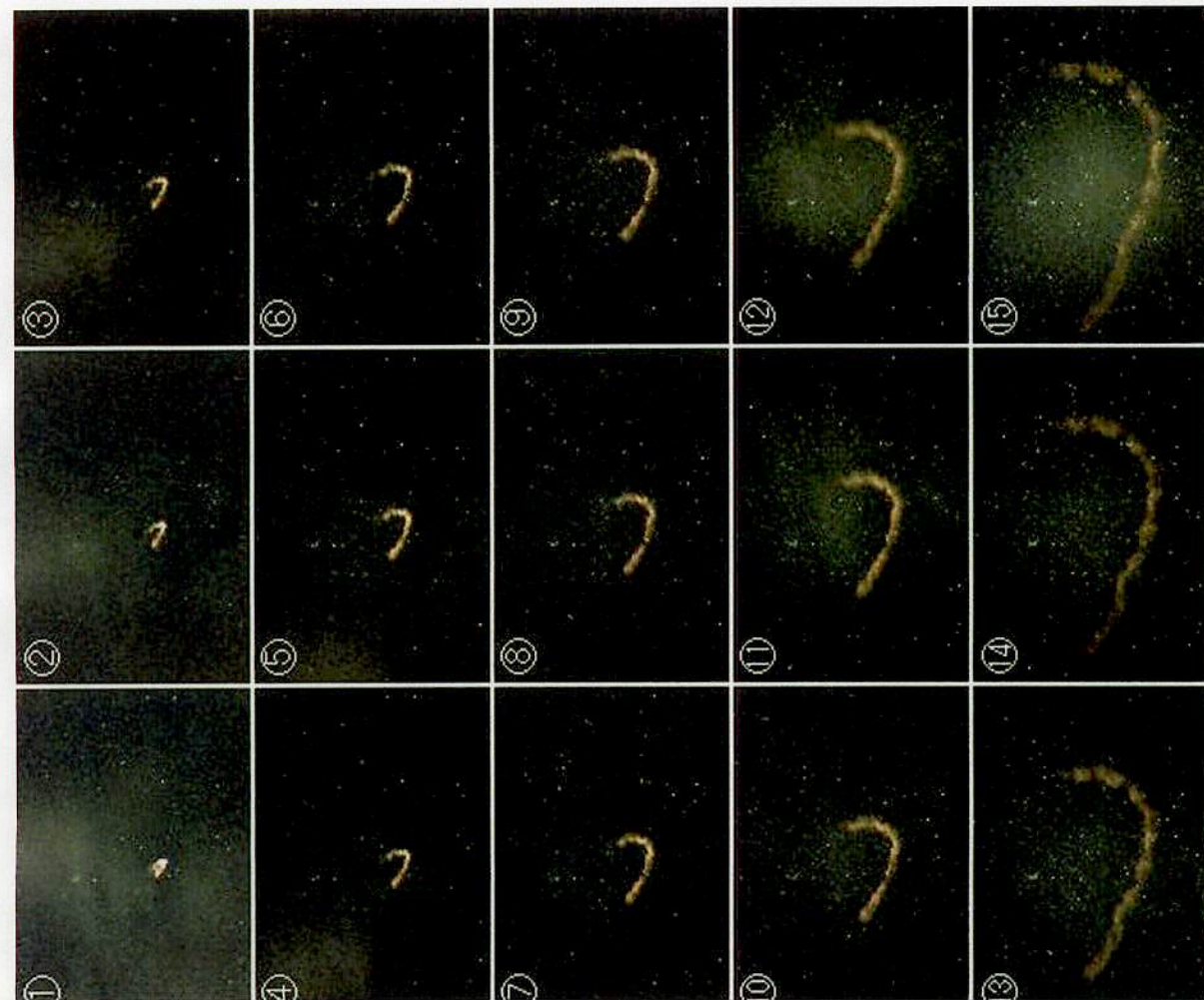


MSS-086

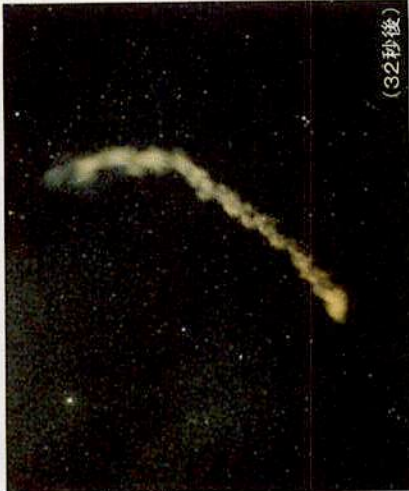
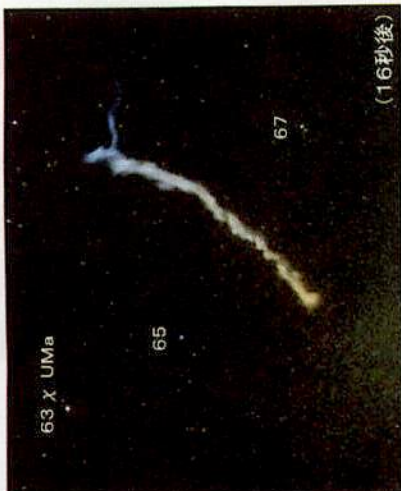


Routine 4-hour exposure all-sky picture from the European Fireball Network in Modra, Slovakia, showing numerous Leonid fireballs. The image was guided on the stars and taken on 16/17 Nov 1998 between 23:30:00 and 3:37:10 UT. On the negative are counted 156 meteors brighter than -2 mag. Unfortunately, it was clouded at Ondrejov Observatory and other EN stations, reports Jiri Borovicka who participated in Leonid MAC. Photo courtesy: Rosta Stork, University of Bratislava, and EN leader Pavel Spurny, Ondrejov Observatory.

しし座群の大火球と痕の変化



4時15分頃より5~15秒露出
EOS650 自動がイドフジSUPER 6800
山梨県鳴沢村にて
寺久保一巳氏撮影



撮影地：静岡県小笠町丹野地

(東経138° 8' 10.2" 北緯34° 43' 46.6" 標高88m)

いずれも NMS の HP より

大林新氏撮影

M55-086

スパイラル流星痕

観測:戸田雅之 小林正人 測定:重野好彦

要旨

スパイラル形状の流星痕の同時観測に成功した。スパイラルは周期4.17msecで、直径461mの円を描いていることが分かった。この流星物質に生じる遠心加速度と大気抵抗を求めた。その結果、流星物質はスパイラル運動をしていないことが分かった。流星物質から放出されたガスだけがスパイラル形状をしている。

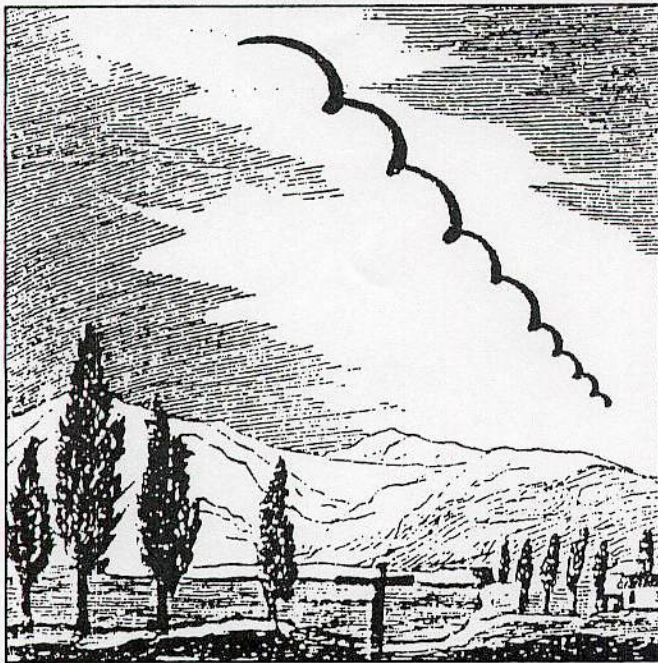
非直線流星経路にはスパイラルの他に、カーブ及び分岐がある。力学的な考察を試みた。しかし大気から受ける力に比べて、運動エネルギーが非常に大きい。流星物質の運動の変化は、あまり大きくならないことが分かった。

1. はじめに

ほとんどの流星経路は直線である。しかし一部の流星経路は非直線であるという観測報告がある。Beech(1989, 1992)[1, 2]はこれらの情報を精力的に収集している。これらの中から、1852年のスパイラル流星経路のスケッチを図1に示す。

さらにBeech(1988)[3]は、主に1800年代の多くの眼視観測から、非直線流星の分析を行っている。非直線流星にはカーブ、スパイラル、分岐、及びそれらの組み合わせた経路がある。この様子を図2に示す。また分類結果は以下の通りである。

- 1) 約0.5%の流星が非直線であった。
- 2) 非直線流星の内、60%がカーブ、40%がスパイラルであった。
- 3) 様々な継続時間、等級、色の流星で、これらの現象が起きている。



M. W. Van Morsel saw this meteor, with its peculiar spiral motion, move across the skies of Province de Namur, France, in October 1852. The meteor was also said to have 'hissed' as it flew by.

Fig.1 A spiral meteor motion.

Fig.2 Schematic illustrations of the various meteor trail types.

Classification	Typical Appearance	Description
Primary Classification		
C		Continuous curve
S		Sinusoidal
Sub Groups		
CR		Abrupt angular change in direction
CS		Curved sinusoidal
SF		Fragmenting meteor: sinusoidal component
CF		Fragmenting meteor: curved component

Beechはこれらの現象を流体力学の Magnus effect、Torque-free precession で説明している。回転する野球ボールはカーブし、フットボールはスパイラルを描く。しかし写真による非直線の流星を見たことがないと述べている。重野(1997)[4]も同時流星観測を行い、1000以上の写真及びTV流星を測定したが、非直線流星を見たことがない。スパイラル流星写真の1例としては Sky and Telescope(1989)[5] がある。

一方、鈴木(1982)[6]は双眼鏡で、スパイラル状の流星痕のスケッチを取っている。これを図3に紹介する。戸田はこの現象を調べるため、写真観測を続けてきた。そして1997年11月17日に、小林と共に、しし座流星群のスパイラル流星痕の同時観測に成功した。

本報では、この同時流星痕から、スパイラル形状の解析を行った。さらには非直線流星経路のメカニズムを考察した。

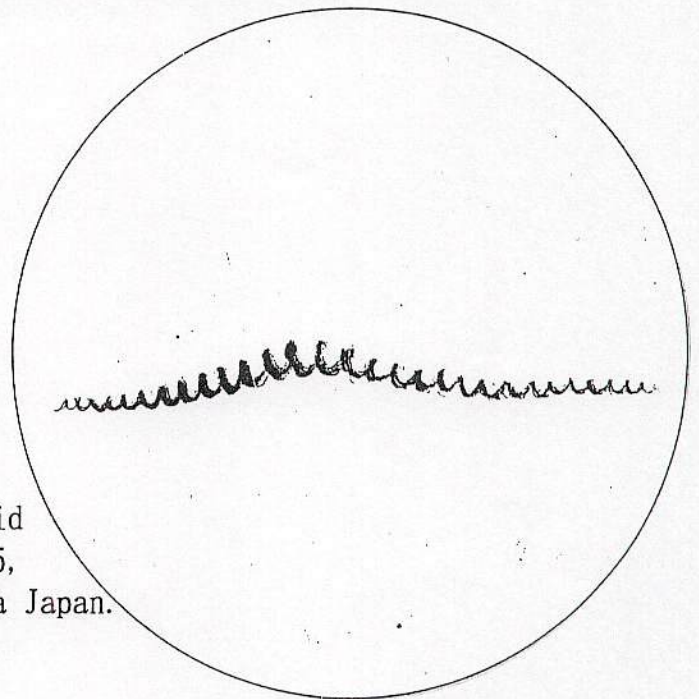


Fig.3 Kunihiro Suzuki saw this Orionid spiral meteor train by binoculars 9×35, at 18:14(UT) Dec 22, 1982 in Mt. Tsukuba Japan. 10sec to 15sec after meteor appeared.

2. 観測

図4にスパイラル流星痕の写真を示す。経路途中からスパイラルが始まり、また直線に戻っている様子が分かる。残念ながら、この流星痕は同時観測されなかった。同時観測されたのは、この2分前に出現した流星痕である。この写真を図5に示す。距離が約250kmと遠いため、微細構造は分からないが、スパイラル形状の測定は可能であった。

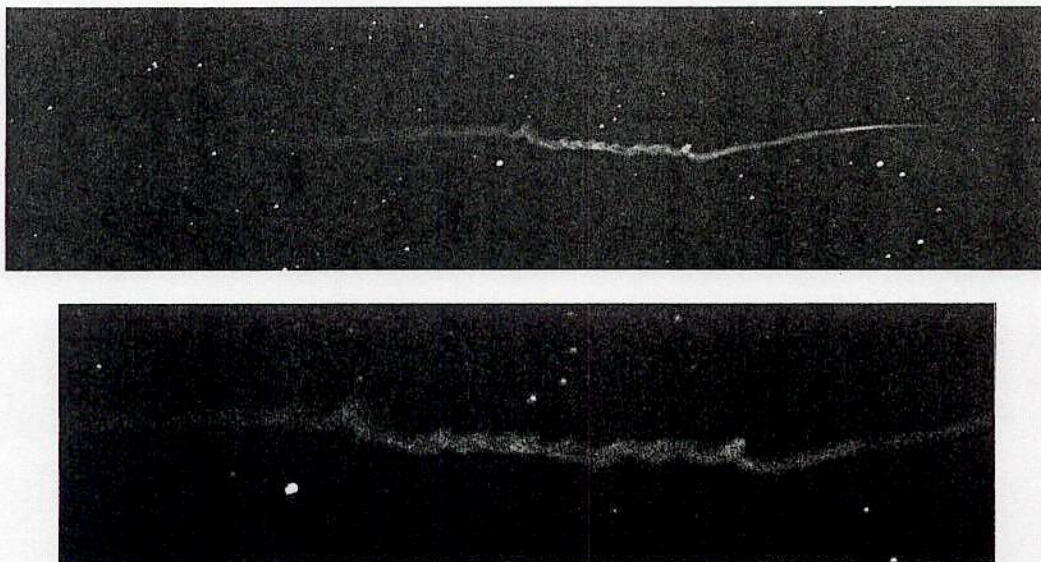


Fig.4 -3mag. Leonid meteor appeared at 17:44:47(UT) Nov 17, 1997. The meteor train photographed by M. Toda from 17:44:56 to 17:45:00(UT). and enlarged. Nikon F4s 200mm F2.0 Fuji HR1600 film.

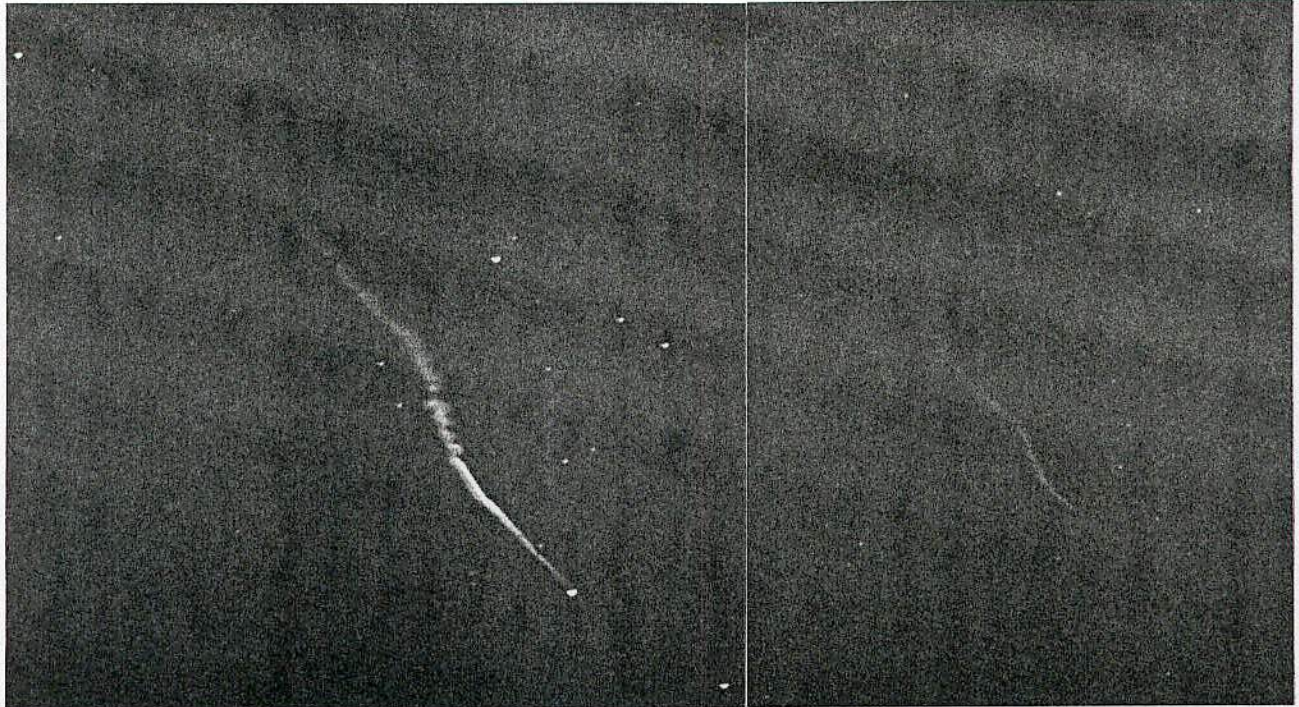


Fig. 5 -4mag. Leonid meteor appeared at 17:42:26(UT) Nov 17, 1997.

Left: The meteor train photographed by M. Toda from 17:42:35 to 17:42:39(UT). Nikon F4s 200mm F2.0 Fuji HR1600 film.

Right: The meteor train photographed by M. Kobayashi from 17:42:36 to 17:42:40(UT). Nikon F3 85mm F1.4 Konica GX3200 film.

測定結果を表1に示す。観測地間距離は72.0kmであった。痕の発光点高度は102.2km、スパイラル開始点が97.7km、スパイラルの測定開始点が95.0km、スパイラルの終了点が92.8km、痕の消滅点が89.1kmである。スパイラルの1周期後までの移動距離を L_s 、スパイラルの1周期の時間を P_s (流星速度を 72 km s^{-1} と仮定)(Lindblad, 1987)[7]、スパイラルの回転直径を D_s で示した。スパイラルは周期4.17msecで、直径461mの円を描いていることが分かった。

Table 1 Positions of the meteor train.

	Lng(deg)	Lat(deg)	H(km)	$L_s(m)$	$P_s(msec)$	$D_s(m)$
Obs. 1 Loc.	138.79861	35.33333	1.420	(Mt. Fuji Half-point)		
Obs. 2 Loc.	138.36694	35.87813	1.049	(Mt. Yatsugatake)		
Train Begin	140.92983	34.23761	102.202			
Spiral Begin	140.89171	34.23332	97.701			
Spiral 0	140.86089	34.23217	94.987			
Spiral 1	140.86057	34.23110	94.680	331	4.59	438
Spiral 2	140.86023	34.22999	94.358	345	4.79	439
Spiral 3	140.86001	34.22923	94.140	234	3.26	405
Spiral 4	140.85970	34.22821	93.845	317	4.41	488
Spiral 5	140.85941	34.22722	93.560	306	4.25	561
Spiral 6	140.85911	34.22623	93.275	306	4.25	493
Spiral 7	140.85881	34.22521	92.984	314	4.36	504
Spiral End	140.85857	34.22442	92.755	247	3.43	358
Train End	140.81869	34.22507	89.100	-	-	-
Spiral Mean				300	4.17	461
Spiral S. D.				39	0.54	64

3. 考察

MSS-087

スパイラルを流星物質の回転運動と仮定すると遠心加速度は(1)となる。

$$r\omega^2 = 3.1 \times 10^8 \text{ m s}^{-2} \quad (1)$$

ここで r は回転半径(Ds(461m)-痕の直径(185m))/2、 ω は角速度である。この結果は非常に大きい値であり、現実にはありえない。

流星物質が大気中を進むときに受ける抵抗を計算する。流星の観測等級 -4mag から絶対等級 -5.5mag を求めた。次に長沢(1972)[8]の式により、流星物質の質量を 5.8g とした。さらに流星の密度を 0.6 g cm^{-3} (Verniani, 1967)[9]とし、流星物質の直径を 26mm とした。近年ではBabadzhanov(1992)[10]が、しし座流星群の密度を 2.5 g cm^{-3} としている。しかしどちらにしても本報の結論が変化することはない。

次に大気抵抗(F)の式としてBarger and Olsson(1973)[11]の以下の(2)式を使用した。

$$F = -0.5 \times C_D \times S \times \rho_a \times V^2 = -2.2 \text{ kg m s}^{-2} \quad (2)$$

ここで抵抗係数 C_D (1.0)、流星物質の断面積 S 、大気密度 ρ_a ($1.6 \times 10^{-6} \text{ kg m}^{-3}$)、流星速度 V (72 km s^{-1})とした。 C_D は地上の大気密度で、球が運動する場合には 0.4 である。しかし大気密度が非常に低いため 1.0 とした。また ρ_a はU. S. 標準大気(1962)[12]から作成した寺田の式(1984)[13]を使用して、高度 94km の大気密度を求めた。(2)式の使用範囲は地上の大気密度で、亜音速である。しかし本報の目的のためには十分である。

この力により流星物質が受ける加速度を求めると -380 m s^{-2} となる。この加速度を 0.1 秒間受け続けると流星は 38 m s^{-1} 減速される。これは大気減速として妥当な値である。

(2)で求めた大気抵抗に対して、(1)の加速度はあまりにも大きいことが分かる。よって流星物質はスパイラル運動をしていなかったことになる。流星痕のスパイラル形状は、流星物質から放出されたガスだけが、スパイラル形状をしていることで説明ができる。例えば、メカニズムは多少違うと思うが、彗星のスパイラルジェット(Sekanina, 1987)[14]が連想される。

スパイラル痕の形成メカニズムを考察する。Knudsen数(Kn)(Nanbu, 1992)[15]を求めると(3)式となる。

$$Kn = \lambda / L = 2.2 \quad (3)$$

ここで高度94kmの大気の大気平均自由行程 λ (56mm)、物体の大きさ L (26mm)とした。Knudsen数が 0.01 以上の場合は、希薄気体として扱う。よって流星物質の自転に同期してスパイラル痕が形成されたことになる。

しかし流星物質から発生したガスは大気以上に濃いと考えられる。その場合、流星物質後方に渦が生じる。流星物質の自転と共に渦が回転し、ガスはスパイラル状に放出される。この場合は流星物質の自転はスパイラル痕よりも高速である。

ここで流星物質から発生するガスの密度を求めてみる。流星直後のガス流の太さを流星物質の断面積と同じと仮定する。また流星の経路長は 16.7km である。よってガスの密度は $6.6 \times 10^{-4} \text{ kg m}^{-3}$ となる。これは大気密度の約400倍である。

今回の観測がどちらに相当するかは、はっきりしない。スパイラルが経路途中で始まり、そして途中で終わっていることが、解決の糸口となるかも知れない。

さらに考察を進めて、カーブする流星経路を考えてみる。上記流星の進行方向に直角な方向に力が加わりカーブすると考える。例えば 0.1 秒間に 10 km s^{-1} の速度を与える力は 580 kg m s^{-2} となる。大気抵抗は(2)式の通りであるから、このような大きなカーブは有り得ない。また上記したように高層大気は希薄気体である。流星物質が自転していても、カーブするための力は生じにくい。

次に分岐する流星経路を考えてみる。ここでは自転する1つの流星物質が分裂して2個となり、それぞれが違う方向に進む例を考える。図6にこの様子を示す。しし座流星群の流星(速度 72 km s^{-1})が進行方向を 15deg 変化させると仮定する。この場合、進行方向と直角の方向に 19.3 km s^{-1} で移動しなければならない。分裂直前の2質点が 2 cm 離れて、お互いの周りを公転していると考え。 19.3 km s^{-1} のための回転数は、 $3.1 \times 10^5 \text{ rev. s}^{-1}$ となる。それぞれの質点の質量を 1 g とすると、遠心力は $3.7 \times 10^7 \text{ kg m s}^{-2}$ となる。これは非常に大きい力であり、この回転数になる前に、流星物質は分裂してしまう。よって自転による分裂で流星経路が分岐すると言うメカニズムは成り立たない。

高温になった流星物質の爆発を原因と考えることもできる。しかしジェット噴射なしで、一瞬にして秒速数十kmもの加速を与える爆発とは何であろうか。

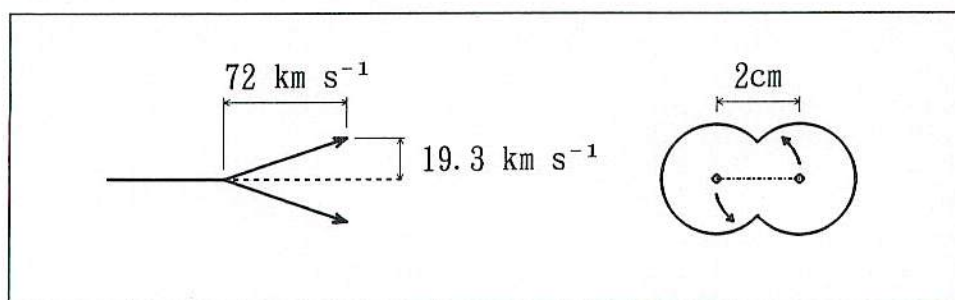


Fig. 6 The branching meteor trail.

重野は1975年8月12日14時30分14秒(UT)に分裂火球を目撃している。 -1mag 、赤色、継続時間 7秒、速度の遅い散在流星だった。初め1点だった光が、経路途中で分裂し、経路上を先行する光と、遅れる光とに別れた。つまり経路は同じである。この流星は写真にも撮られたが、経路が同じため、分裂した様子は写っていない。この現象は次の説明が可能である。

1) 先行する光は流星物質本体。

2) 遅れた光は本体から別れた微粒子。分解した流星物質であれば、大気抵抗で急激な減速をする。

(2)式を使用して、 0.1 秒後に速度が 10% 減速する粒子直径を求めてみる。流星物質の密度 $\rho_m (1 \text{ g cm}^{-3})$ 、大気密度 $\rho_a (2 \times 10^{-5} \text{ kg m}^{-3}$ 高度80km)、流星速度 $V (20 \text{ km s}^{-1})$ と仮定すると粒子直径は 0.3 mm となる。

4. 結論

大まかに言って100km上空の大気密度は地上の約100万分の1である。そして流星の速度は野球ボールの約1000倍である。大気抵抗は速度の2乗となるため、流星が受ける抵抗と野球ボールが受ける抵抗はほぼ同じである。しかし流星物質の運動エネルギーは約100万倍である。よって大気抵抗による流星物質の運動の変化は、あまり大きくならないと考えられる。

それではカーブまたは折れ曲がる流星経路は目の錯覚であろうか？ 例えば、手にペンを持って直線を書くときは、腕の筋肉を連続的に伸縮させる必要がある。しかし筋肉は滑らかに伸縮せずに、断続的な伸縮が起こる。結果として直線は少しジグザグとなる。この手の震えは多くの人が経験していることだろう。

移動する流星を目で追い掛けた場合を考えてみる。眼球を回転させる筋肉は断続的に伸縮して、眼球の移動は断続的に行われる。結果として流星はジグザグに観測される可能性がある。

本報では、流星痕のスパイラル形状を明らかにすると共に、流星物質の自転を示唆することができた。観測数は少ないが、スパイラル形状の流星痕は少なくないようである。このスパイラル痕を解像度の低い写真で撮影すると、細かい明暗を繰り返して写るであろう。また露出時間が長くなると多くの筋状に写るだろう。

それ以外のカーブ、折れ曲がる流星経路に関しては悲観的な結論を出す結果となった。さらに分裂して、2経路に別れる流星に関しては、全く説明ができない。カーブ、折れ曲がる、分岐する流星経路に関して、さらに考察が必要である。

5. 謝辞

本報をまとめるにあたり、寺田充氏、塩井宏幸氏、田部一志氏のご協力をいただいた。流体力学に関して高橋聡氏のご意見を伺った。また長沢工先生から貴重なコメントをいただいた。皆様に心から感謝します。

6. 参考文献

- [1] M. Beech, "Meteors Off The Straight And Narrow", Astronomy Now, August 1989, pp. 18-20.
- [2] M. Beech, "Non-Linear Meteor Trails", WGN 20:1, 1992, pp. 2-3.
- [3] M. Beech, "NON-LINEAR METEOR TRAILS", Earth, Moon, and Planets 42, 1988, pp. 185-199.
- [4] Y. Shigeno, H. Shioi, S. Tanaka, "Double-Station TV Meteor Observations in 1996", WGN 25:4, 1997, pp. 161-165. (<ftp://ftp.imo.net/pub/data/msswg>).
- [5] Sky and Telescope, "Spinning Meteors", January 1989, pp. 11-12.
- [6] K. Suzuki, Proceedings of the Meteor Science Seminar 2/2, 1982, p. 80.
- [7] B. A. Lindblad, "Physics and Orbits of Meteoroids", The Evolution of the Small Bodies of the Solar System, Soc. Italiana di Fisica Bologna 1987, pp. 229-251.
- [8] K. Nagasawa, "Approach the meteor", Chijin-Shokan, 1972, p. 50.
- [9] F. Verniani, "Meteor Masses and Luminosity", Smithsonian contributions to astrophysics, Vol. 10, 1967, pp. 181-195.
- [10] P. B. Babadzhanov, "QUASICONTINUOUS FRAGMENTATION AND METEOROID DENSITY", Astronomicheskii Vestnik, 26-5, 1992, pp. 80-84.
- [11] V. Barger, M. Olsson, Classical Mechanics, 1973, McGraw Hill.
- [12] U. S. Standard Atmosphere, Prepared under NASA, USAF and USWB, U. S. Government Printing Office, Washington, D. C., 1962, p. 278.
- [13] M. Terada, in K. Saito, K. Nagasawa(eds.), Meteor-II, Kousei-sha Kousei-kaku, 1984, p. 63.
- [14] Z. Sekanina, "Anisotropic Emission from Comets: Fans versus Jets", Symposium on the Diversity and Similarity of Comets, ESA SP-278, 1987, pp. 315-336.
- [15] K. Nanbu, in M. Yasuhara, H. Daiguji(eds.), Numerical fluid dynamics, Tokyo univ. publisher, 1992, p. 288.

流星痕の発光メカニズムについて参考資料 (NMS同報への投稿を著者の同意を得て全文印刷)

NMS同報 中村 卓司 11/28

大気鉛直構造や組成を考慮に入れたような流星や痕の考察のメールがちらほらと岡安さんや司馬さん、その他の方からでてきており、大気研究屋としては嬉しく思います。天文ファン、天文マニア、ならぬ、超高層大気ファンがしし群の流星痕を契機に増えてくれたら嬉しいです。

痕の色と高度について

1、Fujiwara他[1998]の論文で観測された95、96年のしし群の火球の痕のTV(ILI)映像、その他の映像から、痕の高高度(100km以上)の部分はすぐに消え、もうすこし低い高度の部分が永続痕として残ると認識していました。McKinleyの教科書の図8-19の高度と(レーダー)オーバーデンスエコーの継続時間の関係も同じようなグラフとなっています。

2、一方、カラー写真による痕や流星の画像から(とくに戸田さんに見せていただいたものではっきりとわかるとは思います)高高度では痕は緑っぽく、低高度ではオレンジに写っていました。

3、1、2から高度およそ100km以上の高高度ではたとえば酸素原子の557.7nmの発光(励起状態1Sからの発光)で短い痕が、高度およそ90km付近ではナトリウムNaD線の589nmの発光が長時間あるのではと勝手に思っていました。これは、岡安さんがおっしゃるように557.7nmの大気光と589nmの大気光の高度からの類推も含まれています。流星Iにも短痕には557.7nmがあるとか永続痕はNaとかかいてありませんでしたっけ?

4、ですから、司馬さんらから、NHKのハイビジョンの映像のメールを頂いた時も、そんなもんかと思いました。ただし、もし短痕(緑)が始まる時間より遅れて、永続痕(オレンジ)が始まるということならこれは画期的な観測だと思います。そのへんはどうでしょう?(司馬さん、岡安さんのメールではよくわからず。)

5、酸素原子の557.7nmの発光にかかる励起状態からの遷移時間は、0.7s程度です。この遷移時間というのが、痕の寿命を決めているわけではありません。(この部分は、流星Iの記述が「決定的」に間違っているところ。流星会議の私の講演で指摘済み)。遷移時間の間に、励起された原子が他の分子や原子と頻繁に衝突するようであれば、衝突でエネルギーを失ってしまいます(「消光」といいます)ので、発光しません。ですから、遷移時間が長い励起状態のものほど、高高度でないと発光できないことになります。(たとえば、酸素原子の630nmの赤色発光する1Dという状態は、遷移時間が110sですので、200km以上の高高度でないと発光しません。)。557.7nmの発光にかかる酸素原子の1Sの励起状態は、0.7秒と比較的長い遷移時間をもつので、95-100km程度より高高度でないと発光できないわけです。高高度では、拡散で流星物質やエネルギーの高い粒子がどんどん薄くなっていきますので、この緑の発光はそう長続きできないでしょう。

6、一方、NaDの励起状態の寿命は大変短いので、(定量的でなくてすみません。酸素の557.7nmよりうんと短いはず)90km程度の高さでも十分光るでしょう。

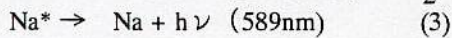
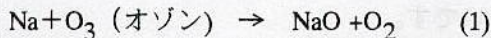
7、ところで、岡安さんの発案の「ナトリウムに接するとうんぬん」についてここでコメントします。たしかにナトリウム原子は、高度85kmから105kmの間に局在します。しかし、その密度は、400個/立方cm程度で、90kmの大気分子密度に比較すると10の10乗くらい小さくなっています。したがって、流星がナトリウムに出くわすことよりもまず、N₂(窒素分子)やO₂(酸素分子)とぶつかることを考えるべきでしょう。酸素原子も10の11乗個/立方cmとナトリウムなんかよりはるかに多くなっています。

なお、ナトリウム原子はこの高度に局在しますが、それより上の高度では、ナトリウムイオンの形で、

また下の高度では、 NaHCO_3 などの化物で存在しており、決してナトリウム「元素」が局在しているわけではありません。

8、では、なぜナトリウムの発光が長時間続くのでしょうか？それには、ナトリウムの励起状態をつくる化学反応を維持するだけ材料となる（反応式の左辺の）分子、原子が長時間存在すればよいわけです。流星Iによるとこれは、Naの大気光の発光とおなじ下記の

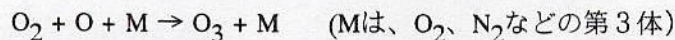
反応と考えられているとなっています。



オゾンは、紫外線の当たらない夜間には消滅反応が少なくなり寿命はうんと長くなります。したがって、流星のエネルギーで O_3 が大量に作られれば、(1)の反応が相当の反応速度で長時間続いて、(2)、(3)の反応は立て続けにおこって、Naの発光が継続するというのではないかと私は思います。

（ただし、このあたりすこし自信がない）。

9、なお、オゾンの生成反応は（流星のない通常は）



ですが、この反応の係数は温度に敏感で高温では反応が遅くなりますから、あるいは、流星の発光時には、まず O_2 に流星がぶつかって大量にOが発生し、流星飛跡が広がって温度が下がってから、やたら O_3 が生成され、Naが光りだすのかもしれませんが（だとすると、緑の痕が光りだしてしばらくしてオレンジが低高度で光りだしてもよい）

（この部分は、まったく自信がありません）

10、以上のように考えると、あるいは流星痕の緑もオレンジも流星に酸素分子が衝突して（あるいは、流星プラズマの中で）、酸素分子が解離することで、（励起状態や基底状態の）酸素原子が生成されることがこの起こりなのかもしれません。

（同様に自信なし）

11、10と反しますが、一般には異なった波長の（痕の）発光は異なったメカニズムなのではないでしょうか（>司馬さん）

12、で、結局のところ、大気の密度が高度が15km上がるごとに1/10にもなってしまふ（流星からみれば、15km地球に近づくにつれて大気が10倍も濃くなってしまふ）ということが、痕や流星の性質の高度変化をもたらす原因である、、、ということができないのではないかと思います。流星や痕の発光は、大気が薄過ぎず、濃過ぎず適度な高度での現象だといえます。この領域は、地球大気と宇宙空間の接点（遷移領域）として、我々大気研究者は注目して研究しております。

言い訳がましいですが、私はもともと大気物理屋さん（大気力学）なので、大気の化学については不勉強で、大ぼけをこいているかもしれません。

--

京都大学超高層電波研究センター

中村 卓司 (超高層物理学部門)

TEL: 0774-38-3815 (dial-in) FAX: 0774-31-8463

nakamura@kurasc.kyoto-u.ac.jp

http://www.kurasc.kyoto-u.ac.jp/~nakamura/

痕のスペクトル 1982年10月23日, 03時14分 (JST), - 5等のオリオン座群に属する火球が関東地方上空に出現, 10分以上も永続痕を残した. この永続痕は各地で観測され, 観測史上初めて, カラーによる連続写真や, スペクトル写真が得られた (図4-24).

目撃者の証言やカラー写真から, 痕の色はオレンジ色～赤色であることがわかった. 図4-24の痕のスペクトルを見ると, ある狭い波長域にだけ光がみられる. この写真は痕があらわれてから1分以上経過してから撮影されたので大分広がってしまって, 輝線スペクトルかどうかの判断はできないが, 目撃者や

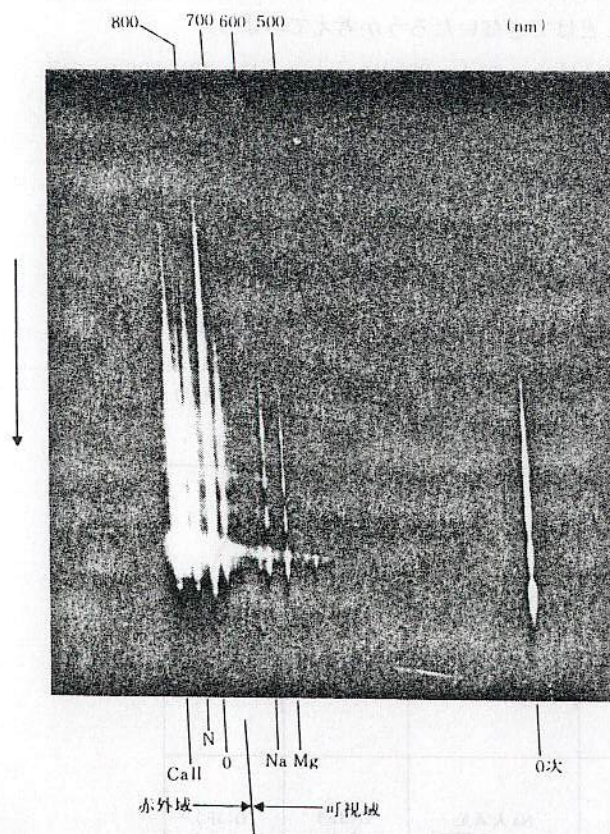


図4-22 ペルセウス座群 ($V=60\text{km/s}$). 1983年8月9日 02^h23^m51^s
-4等 ハイスピードインフラレッド グレーティング使用.

カラー写真から見て, オレンジ色～赤色にある輝線でできているものと考えられる. とすれば痕の正体はいったい何だろう.

流星本体のスペクトルは図4-18～図4-23でみたように, Fe, Ca, Mg, Na, O, Nなどの輝線でできている. 発光理論によれば, O(3F) 557nm をのぞいて, みな1 msec (1/1000秒) 以下で光エネルギーを放出してしまい, 何分も永続的に光る痕を説明することはできない.

痕の正体を説明する試みは, 古くにチャップマンによって行われた.

チャップマンによれば, Na (ナトリウム) がO₃ (オゾン) と反応し, そこから生じるエネルギーが Na を光らせて流星痕としてみえるという.

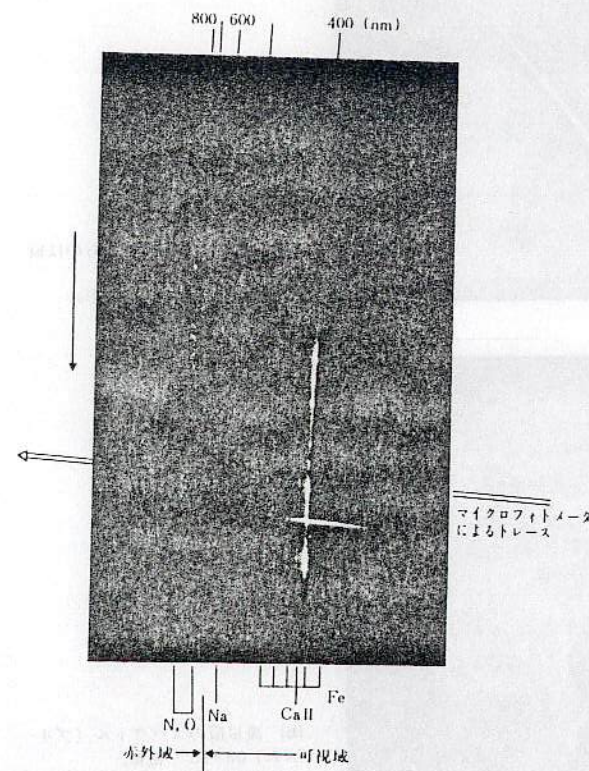


図4-23 ふたご座群 ($V=35\text{km/s}$). 1977年12月14日 02^h41^m21^s
-2等 ハイスピード・インフラレッド プリズム使用.

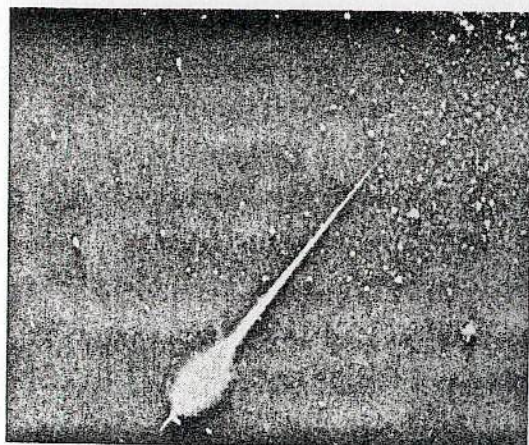
MS-089

その時の化学反応式は、

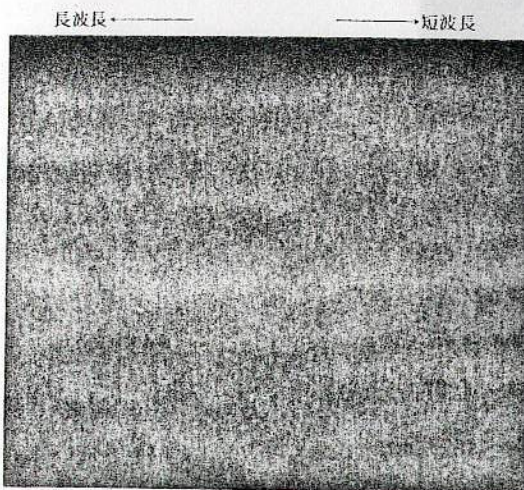


(Na^* は励起したナトリウム)

とかかれ、この反応が持続してゆく過程が痕の発光であるとした、最近になっ



(a) 流星(雲のようなものは痕が流れたあと).
(電通天文同好会撮影)



(b) 流星痕のスペクトル(プリズム) 03^h15^m 撮影.
(東京理科大学工学部天文研究会撮影)

図4-24 オリオン座流星群の火球と痕. 1982年10月23日 03^h14^m47^s.

て痕の発光過程を研究したバギャレーも同様の結論を得ている.

しかし、この他にも大気光でよく知られている OH (水酸基) マイネル帯 (0.55~4.4 μm : 赤~赤外), O (3 F) (酸素禁制線) (558nm線), NO₂ (0.4~1.4 μm : 緑~黄色にかけて強い) などさまざまな候補があげられ、現状ではどれとは決めがたい. この状態を打開するには中程度の分散 (~10nm) を持つ、スリット式分光器による痕のスペクトル写真が必要だろう.

いまは、スリット式分光器で撮影された痕のスペクトルがないので、他の特徴から痕の候補をしぼることはできないだろうか考えてみよう.

痕の発光層の高さをみてみよう. 図4-25(a)に示すように、90~100 kmで痕が発生する頻度が多い. (b)はロケット観測で得られた Na (ナトリウム)589nm 大気光強度の分布で、94kmに極大を持ち、その分布が痕のものと良く一致する.

もうひとつの候補である O (3 F) (酸素禁制線) 558nm はどうであろう. 図4-25(c)は、図4-19のような O (3 F) の写ったスペクトルから求めた発光層の高さで、100 km 付近に極大がある. この値は、やはりロケットで観測された O (3 F) の発光強度極大98kmと一致する (図4-25(d)). 痕がよく残る~90kmではもう O (3 F) は光ることができなくなることは前にも述べた. したがって O (3 F) 558nm は永続痕の候補としては少し問題があろう.

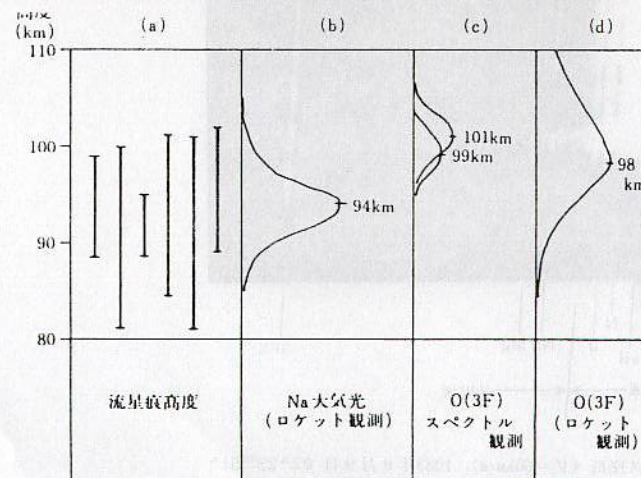


図4-25 痕と大気光の発光層比較.

第91回流星物理セミナー

流星痕スペクトル観測報告

・1998年しし座流星群観測結果(2)

・可視スペクトルの同定

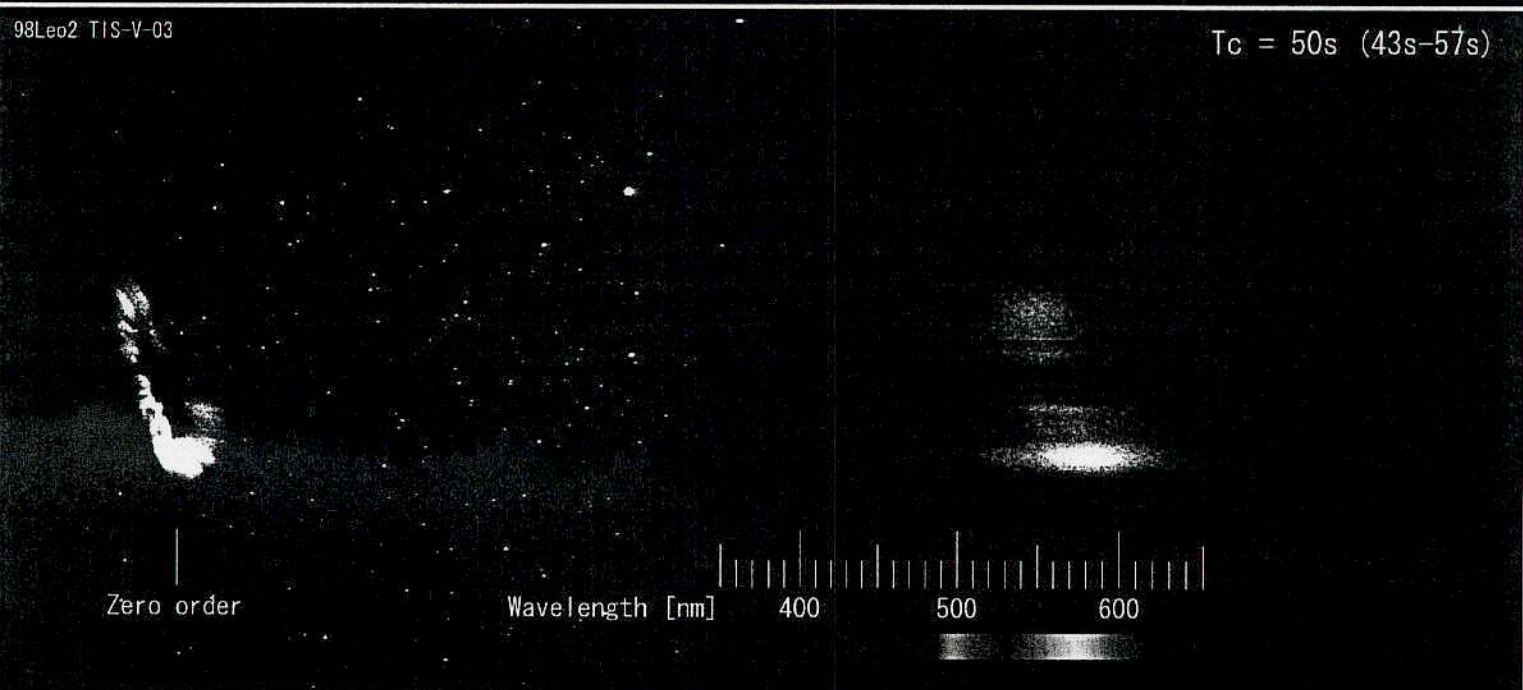
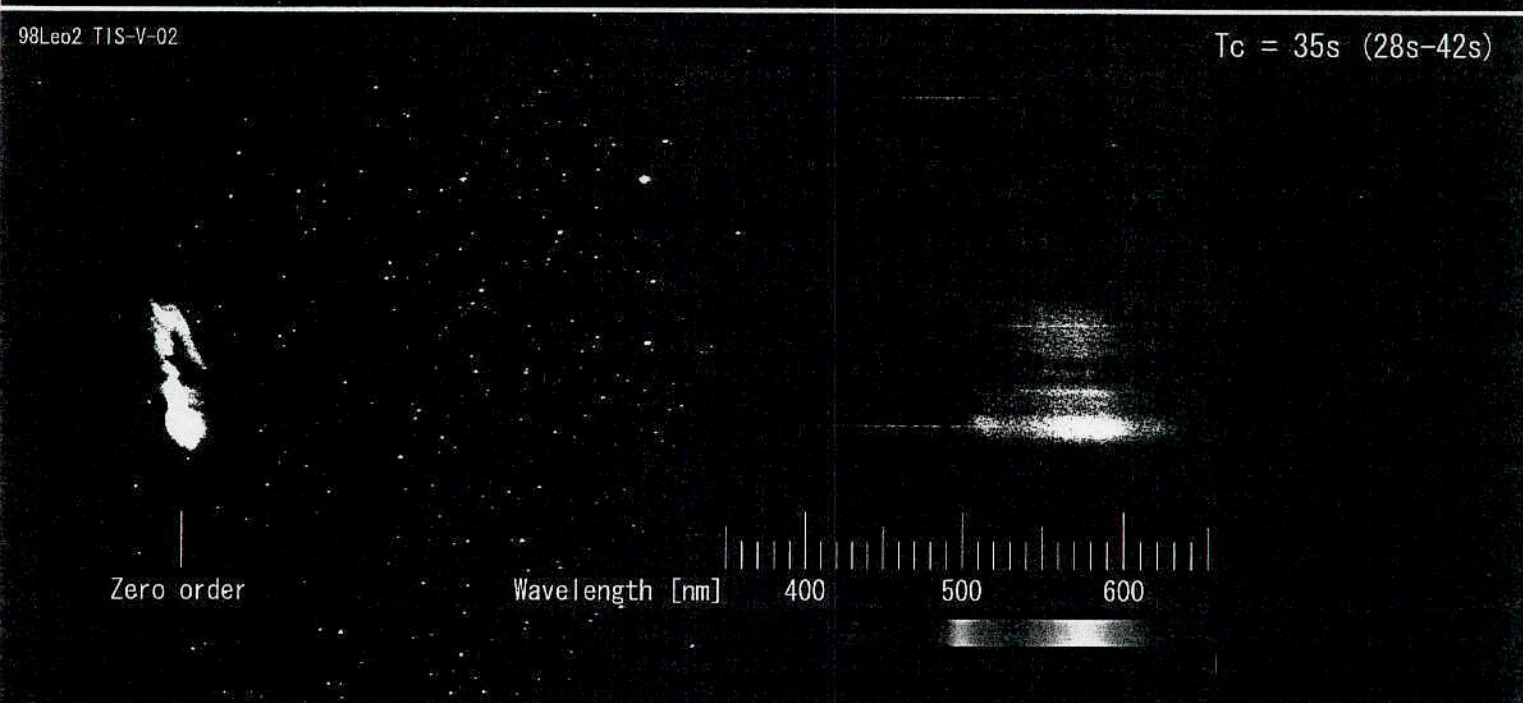
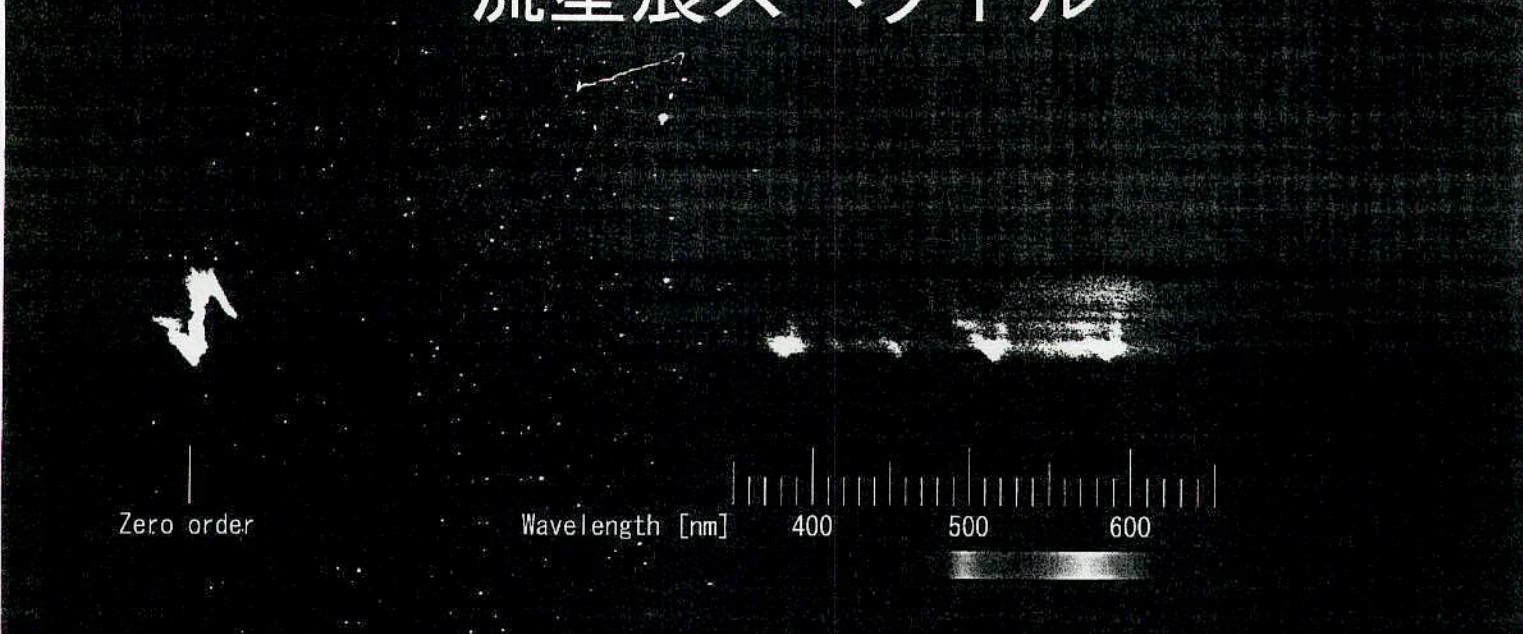
1999年7月11日

北海道大学 天文同好会OB

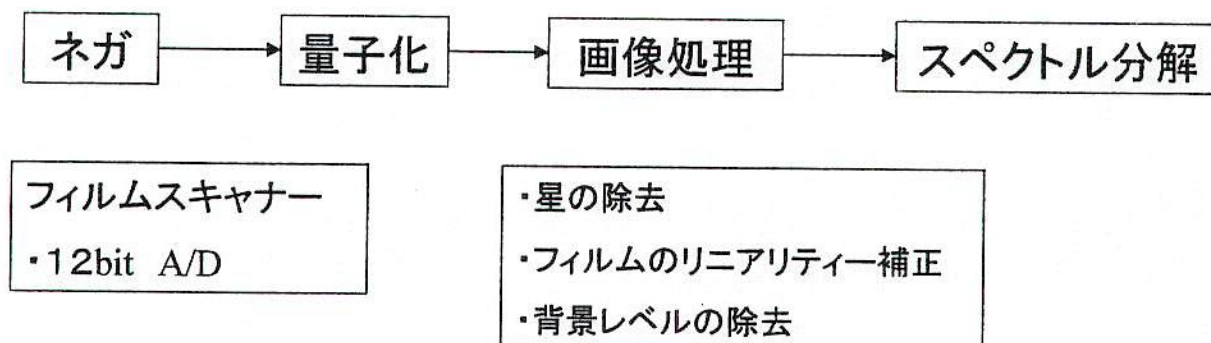
鈴木 智

はじめに

- ・ 本研究の目的
 - － 流星痕発光メカニズムの解明
- ・ 本日のメニュー
 - － 1998年しし座流星群の流星痕スペクトル分析
 - ・ 可視域スペクトルのスペクトル同定



データ処理



1999/07/11

第91回流星物理セミナー

4

データ処理

・スペクトル分解

回折格子の1次像を,
0次像をその波長に応じ
た位置にずらして加え合
わせたものと近似

0次像を位置, 強度をい
ろいろ変えて加え合わせ
たものの中で, 最小2乗
誤差が最も小さいモデル
を採用する

条件:

1. 各波長毎の0次イメージが同一
2. 画像強度の入出力特性がリニア

1999/07/11

第91回流星物理セミナー

5

解析データ

対象

- 1998年11月18日 4時
14分のしし群火球に伴う
流星痕
- 可視分光カメラのデータ
(波長域は370nm~630
nm)
- 解析対象は、条件の良い
最初3コマ

スペクトル分解

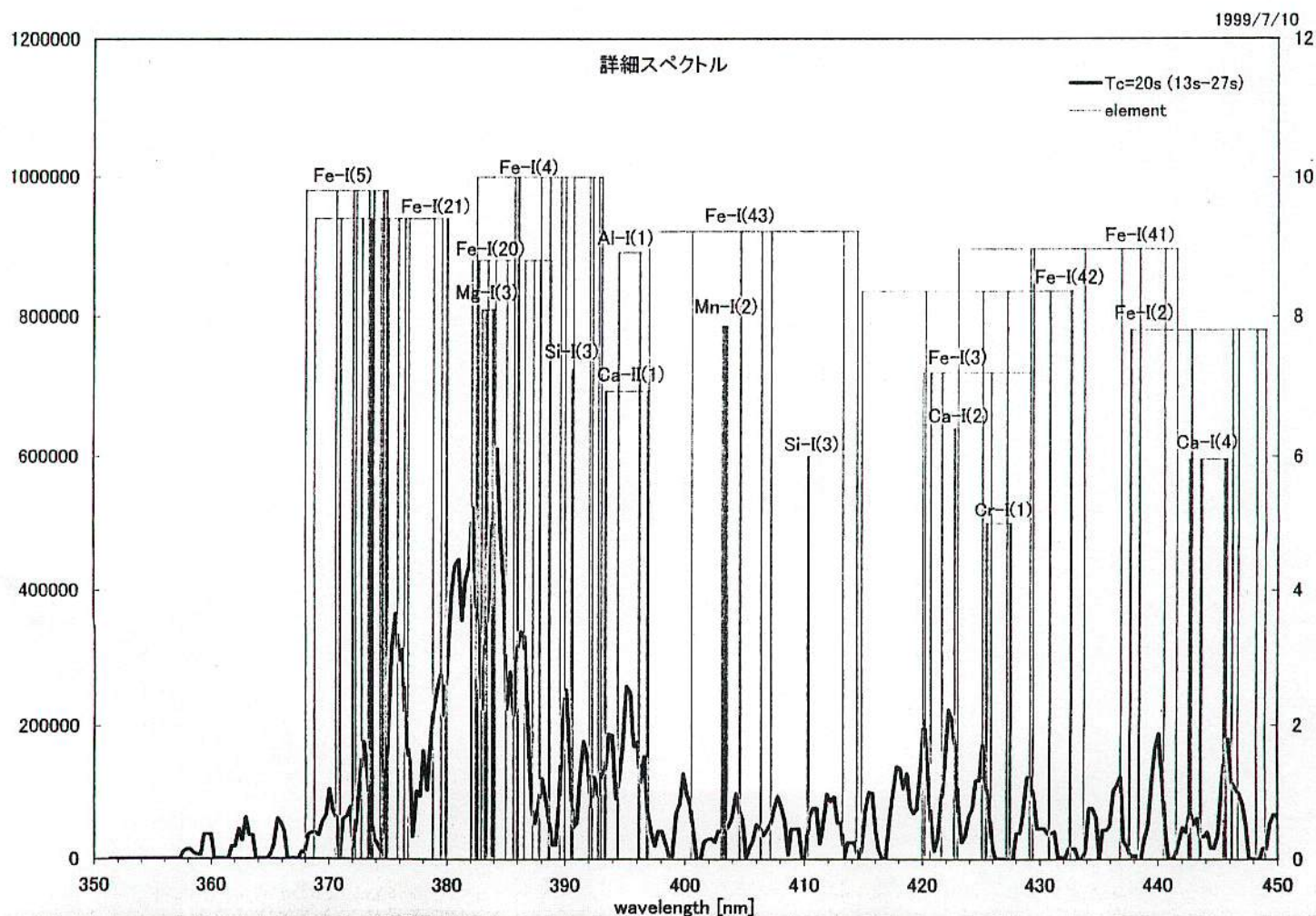
- 解析エリアは、明るく輝
いている痕の高々度部
- 詳細スペクトルは、その
前後のピクセルで平滑化
を行った
- 計算時間は、1コマおよ
そ12時間程度。(Celer
on300MHz)

精度 $\pm 2\text{nm}$

1999/07/11

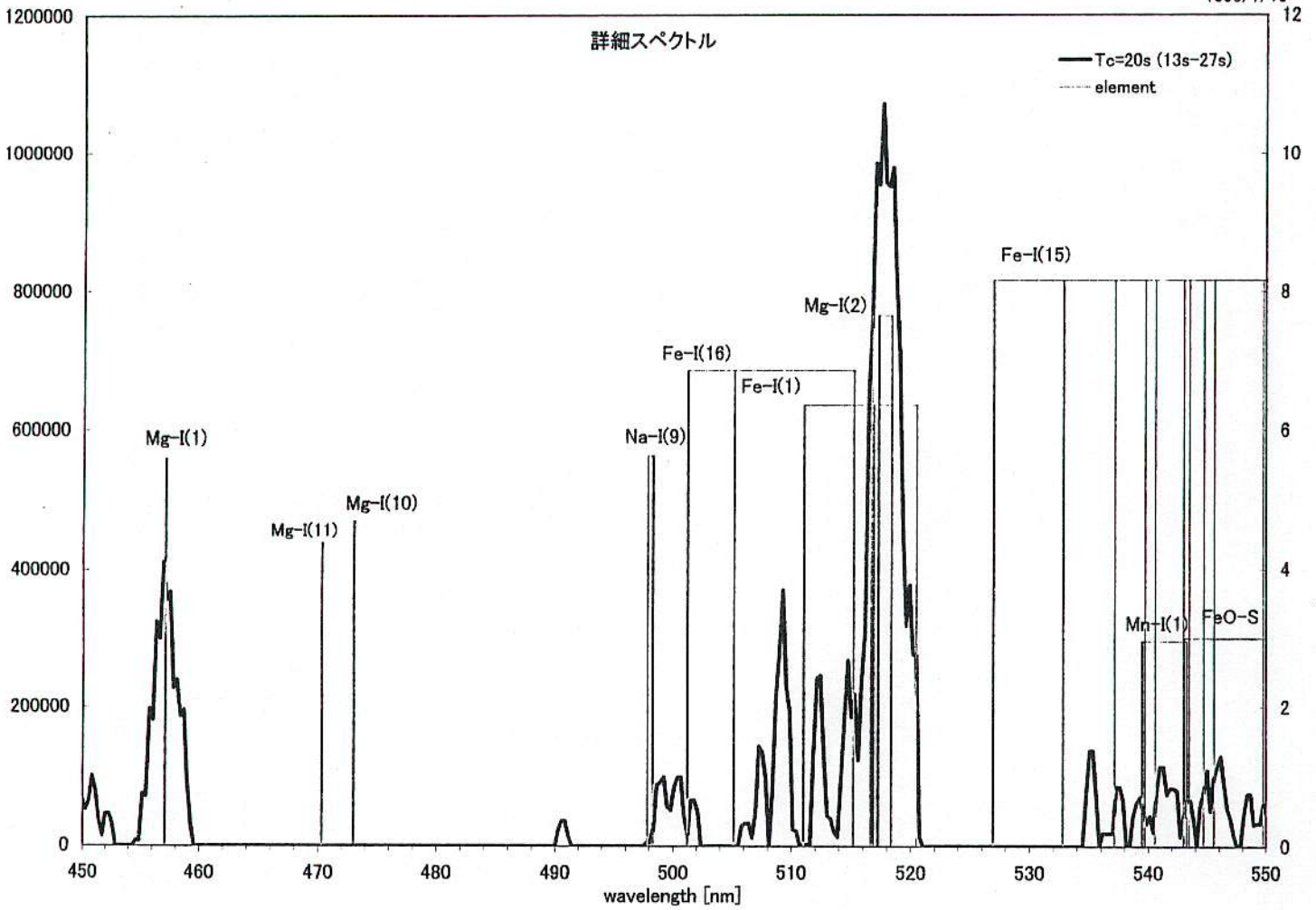
第91回流星物理セミナー

6



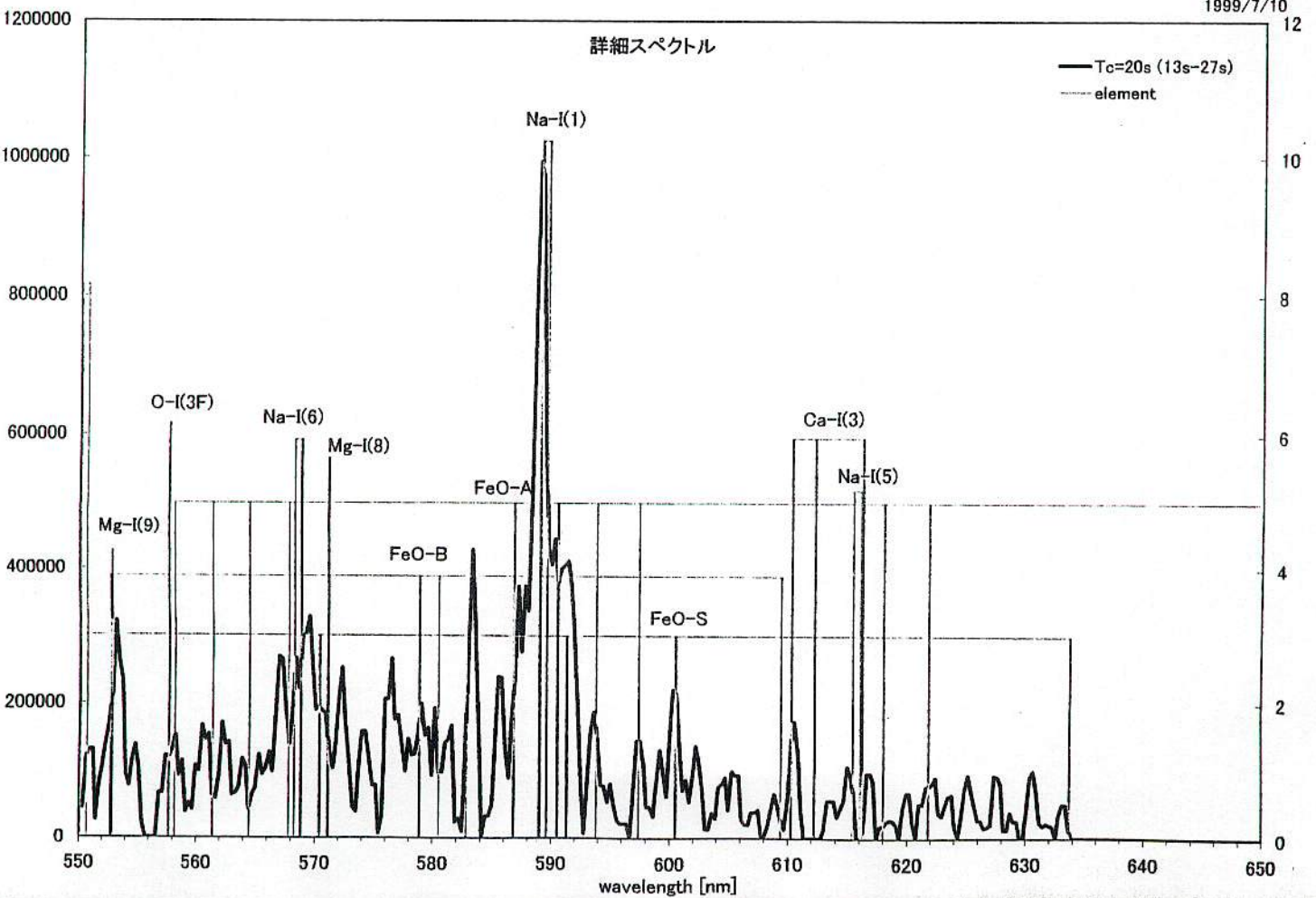
1999/7/10 12

詳細スペクトル

— Tc=20s (13s-27s)
--- element

1999/7/10 12

詳細スペクトル

— Tc=20s (13s-27s)
--- element

謝辞:

今回の観測キャンペーンに際しては多くの方々から貴重な観測結果を御提供いただき、また観測の呼びかけ・データ収集・解析に御協力戴きました。この場をお借りして以下の方々に感謝いたします。

- 観測キャンペーンの呼びかけ:

日本流星研究会、天文ガイド編集部、スカイウォッチャー編集部、東亜天文学会

- 写真観測結果の提供:

相澤常滋、内山茂男、大庭真彦、大林新、栗田直幸、小林正人、小森谷順一、設楽伸之、武田康男、藤田充弘、松井聡、山田恵一、山中元

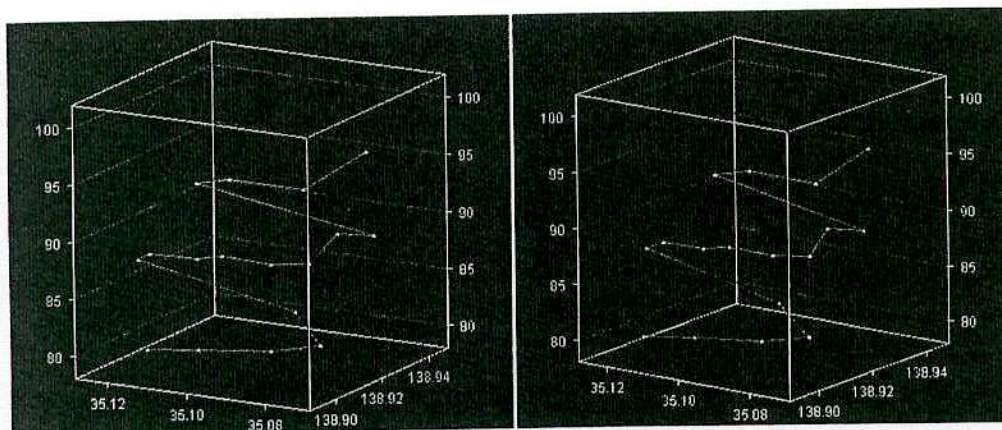
- ビデオおよび CCD 観測結果の提供:

NHK、唐崎健嗣、竹本宗一郎、鈴木文二

- データ収集、解析への協力:

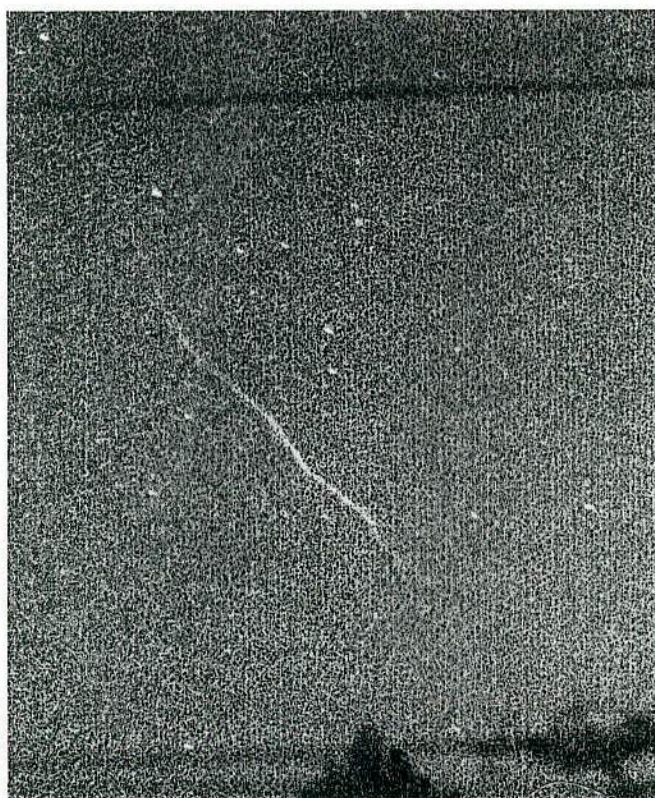
佐藤幹哉、設楽伸之、司馬康男、関口孝志、高梨雅彰

(以上順不同、敬称略)



1999年しし座流星群流星痕 同時観測キャンペーンの途中報告

戸田雅之[○]（日本流星研究会）、山本真行（東北大・理）



Observer

戸田 雅之

Location

静岡県, 小山市

200mm / F2.0

Exp. 2sec

HR1600 (ISO 4800 相当)

謝辞:

今回の観測キャンペーンに際しては多くの方々から貴重な観測結果を御提供いただき、また観測の呼びかけ・データ収集・解析に御協力戴きました。この場をお借りして以下の方々に感謝いたします。

● 観測キャンペーンの呼びかけ:

日本流星研究会、天文ガイド編集部、月刊天文編集部

● 写真観測結果の提供:

市川尊之、上田昌良、黒田智久、小林健一、鈴木智、丸岡一洋

● ビデオ観測結果の提供:

杉本雅俊

● データ収集、解析への協力:

阿部新助、上田昌良、海老塚昇、橋本就安、分光ネット野辺山班

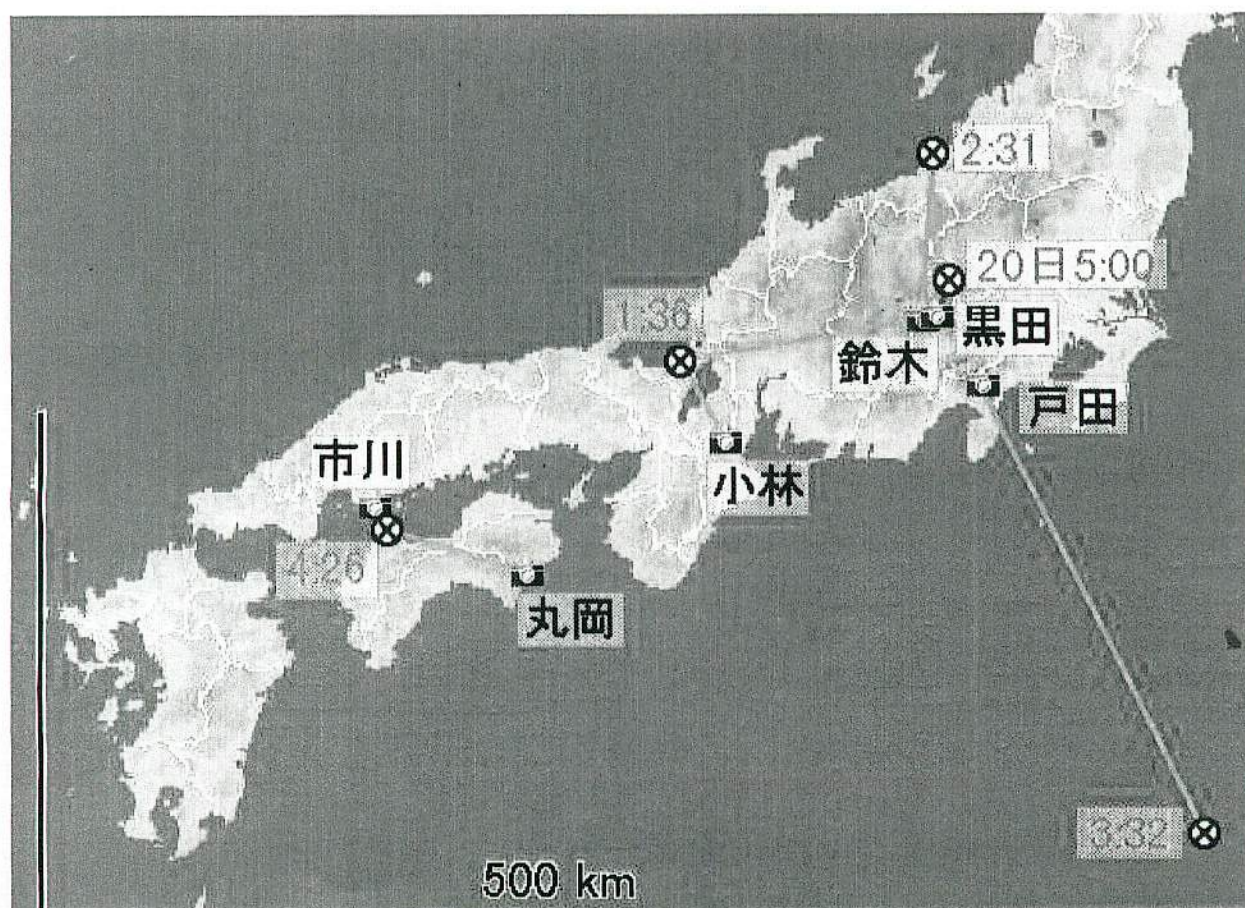
(以上順不同、敬称略)

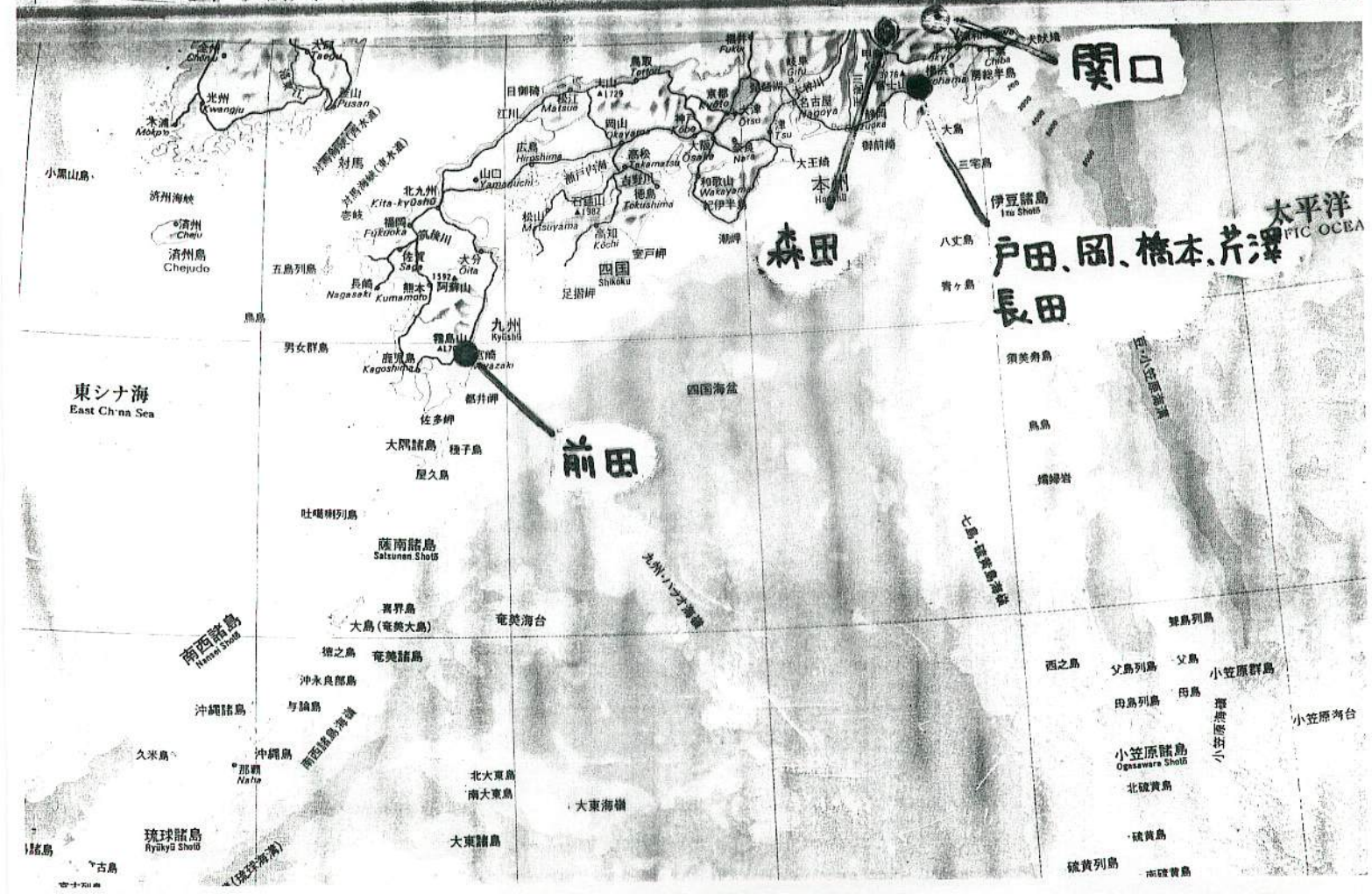
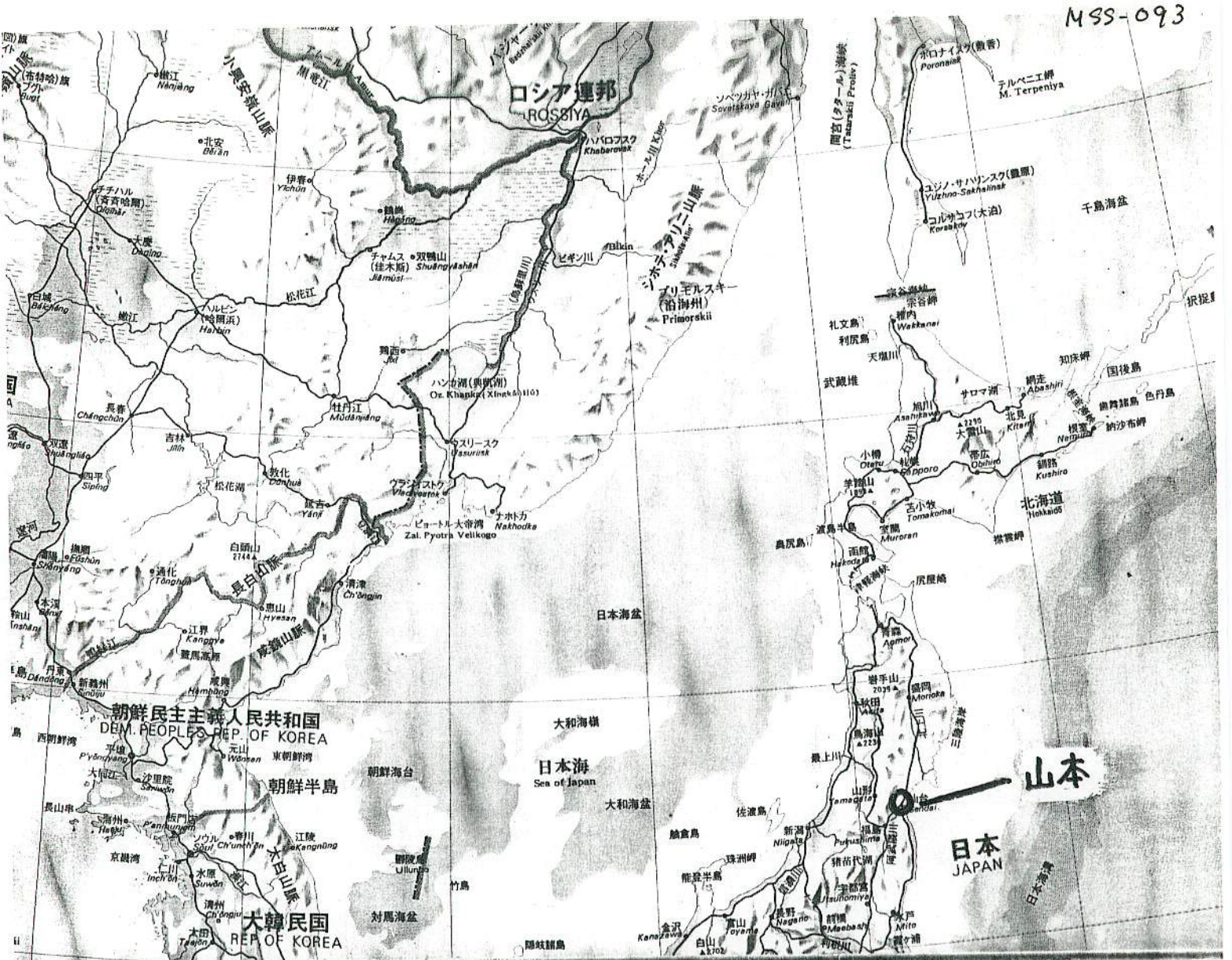
～キャンペーンのきっかけ～

しし座流星群は光度が明るい流星が多く、対地速度は流星群の中で最も速い。これは流星痕、特に流星永続痕の発生頻度が多くなる事を示す。しし座流星群の大出現に際して多数の永続痕に遭遇することが期待できた。

流星痕の同時観測ネットワークを全国に広げれば、多数の永続痕が捕えられて永続痕の色、高度、スパイラル構造の良質かつ大量のデータを得ることが出来る。

以上の方針にもとづき1998年から流星痕同時観測キャンペーンを開始した。1998年に続き1999年と同時流星痕観測に成功した。





ふたご座流星群の永続痕

鈴木 智 (SUZUKI Satoshi)

北大天文同好会OB

横浜市栄区長沼町 262-1-701

satoshi1@iname.com

はじめに

1999年のふたご座流星群は複数の火球が出現する例年にない活発なものでした。そのため、ふたご座流星群にはめずらしい永続痕の撮影に成功しました。この火球本体は、下田力氏、木村芳昭氏が撮影に成功しています。特に木村氏の写真では火球本体と同時に永続痕も写し込まれており、永続痕が火球の最高輝度部とは異なる高度で強く発光することが明瞭に示されており、大変貴重な資料となっています。

本稿では、対地軌道の算出、火球の質量、永続痕発光メカニズムの考察を行います。

観測

今回解析したふたご座流星群火球は、1999/12/15 4h13m40s(JST)に伊豆上空に出現したものです。(奇しくも98年のしし群火球と同時刻です) 眼視観測の光度見積は-6等でした。使用した写真は以下の通りです。(下田さん、木村さんありがとうございました。)

1. 下田力さんの流星写真(回転S付き) (CS9944)
2. 木村芳昭さんの流星+痕写真 (JN991214g, 天文回報 No.692-28)
3. 鈴木智の流星痕写真(初めの3枚) (月天4月号, 天文回報 No.692-28)

データを表1に、写真を写真1,2,3に示す。これらの写真から計算した対地経路の結果を表2に示す。木村さんの写真から流星光度、推定質量の算出を行った結果を図1、表3に示す。

Table 1 List of photographs

写真	観測地	観測者	経度	緯度	高度	レンズ
1	長野県朝日村	下田 力	E137° 51'29.9"	N36° 07'14.1"	832m	NFD15mm
2	富士吉田市	木村芳昭	E138° 47'	N35° 28'	900m	FD50mmF1.4 SSC
3	富士山西白塚	鈴木 智	E138° 43'13"	N35° 17'43"	1250m	NFD85mmF1.2L

Table 2 Result

No.	経度	緯度	高度	距離	備考
1	138.844	35.0420	104.7	114.20	写真端
2	138.861	35.0402	102.1	111.95	永続痕上部
3	138.933	35.0322	90.3	102.61	永続痕最輝部
4	138.952	35.0301	87.2	100.33	永続痕下部
5	138.988	35.0261	81.4	96.22	流星最大光度
6	139.142	35.0087	56.5	82.52	流星消滅点

距離は木村さんのポイントに対して

最大等級：絶対等級 -4.3等 (木村氏の写真測光より)

質量： 測光質量(流星IIによる) 11.8g 内85kmより上空分 2.8g

質量(流星に向かうによる) 26.8g

(参考) Leo(98,4h13m), -8Mag 仮 45.3g

ふたご群火球、痕の特徴

・消滅点高度がしし群に比較し非常に低い。

Gem : 57km,

Leo(98,4h13m): 78km

・痕の発光高度は、しし群とほぼ同高度。

Gem : 87-102km,

Leo(98,4h13m): 84-100km

・流星の最大光度付近では、痕が生成されていない。

検討

今回のふたご群の火球としし群の火球を比較することで、永続痕の生成について検討してみる。ふたご群では、流星の最大光度部分で明らかな永続痕が確認できません。これは、明るさ(質量ロス)が永続痕の生成に決定的影響を持つわけではないことを示しています。また、永続痕の生成高度が、流星の発光パターンが大きく異なるふたご群としし群でほぼ同等であることから、大気の高さ分布の影響を強く受けていることが示唆されます。

用語について

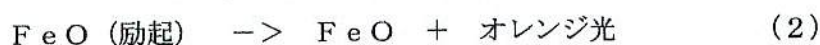
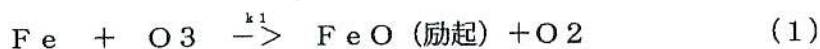
一般的に永続痕と呼ばれているものは、2つの性質のことなる成分に分けられます。ここでは、便宜上、以下の名称で呼ぶことにします。

永続痕タイプ1: 30秒程度で減衰する中性金属原子による輝線成分(Mg, Na, Fe, Ca等、写真ではブルー、白色)

永続痕タイプ2: 分オーダーでは、ほとんど減衰しないバンドスペクトル成分(FeO、写真ではオレンジ色)

今回の鈴木さんの痕写真は、1枚目が流星出現後18秒後から27秒後までのものです。以下10秒インターバル、露出各9秒、全8枚です。1枚目の開始が遅れた影響もあり、永続痕タイプ1は確認できません。写っているのは、色や減衰の仕方から明らかに永続痕タイプ2と思われます。この発光が98年しし群の永続痕タイプ2と同様のFeOによるものと仮定すると、定性的に次のように解釈できます。

FeOの発光機構



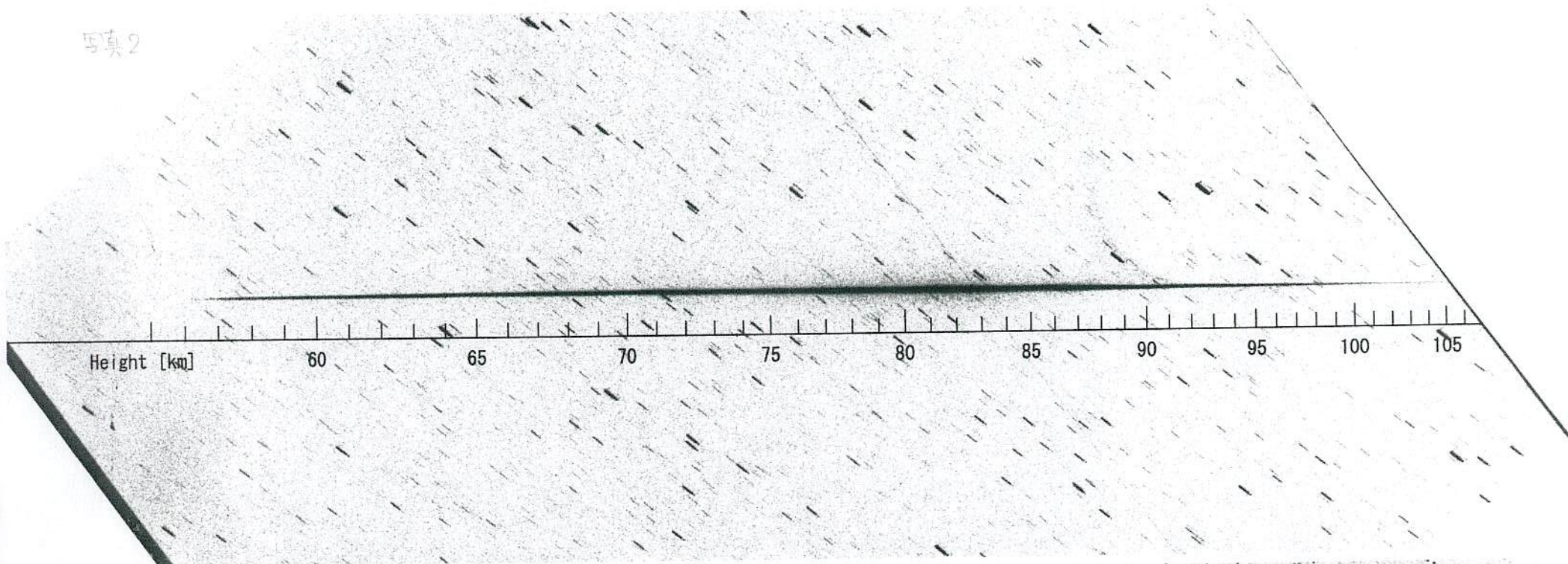
以下繰り返す。

Feは流星起源、O₃、Oは大気起源です。Feの量は、1次近似として流星光度に比例すると考えられます。これから今回のふたご群の場合、81km付近に最も多くのFeを振りまいたと考えられます。従って、Feの量が永続痕タイプ2の下限高度を決めていないことが分かります。

オゾンと酸素原子の高度分布を調べてみると(理科年表の電離圏グラフ)、オゾンは、80km~100km付近で低空ほど濃度が高いのに対し、酸素原子は、100km付近をピークに80km弱の所で急速に数が減少しているのが分かります。

上記から80km弱の所では、酸素原子が不足しているため上記反応(3)がうまくいかず永続痕タイプ2が光れないと考えられます。逆に、100km超の高空では、オゾン不足のため、たとえFeが十分供給されても永続痕タイプ2は十分発光ができないと考えられます。永続痕タイプ2が90km付近の高度でよく観測されるのは、この付近のオゾン量、酸素原子量が反応(1)、(3)のバランスがとれる値であるからだと推察されます。

写真2



撮影：木村芳昭氏 富士吉田にて

写真1

1999 Gem Photo by 下田力

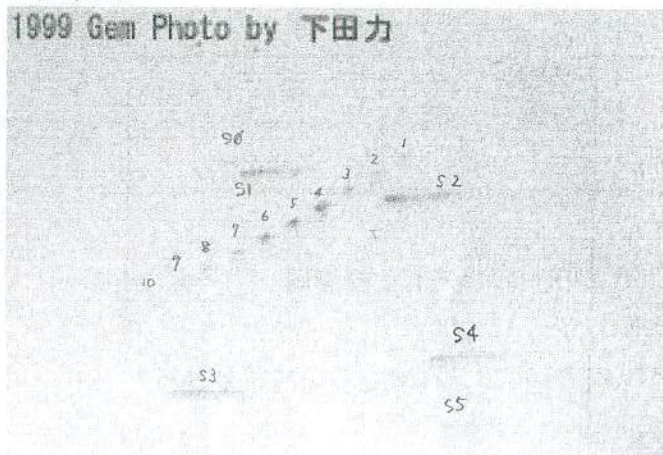
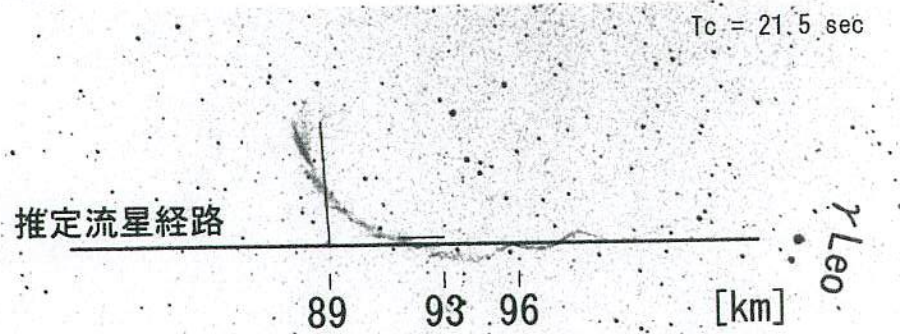
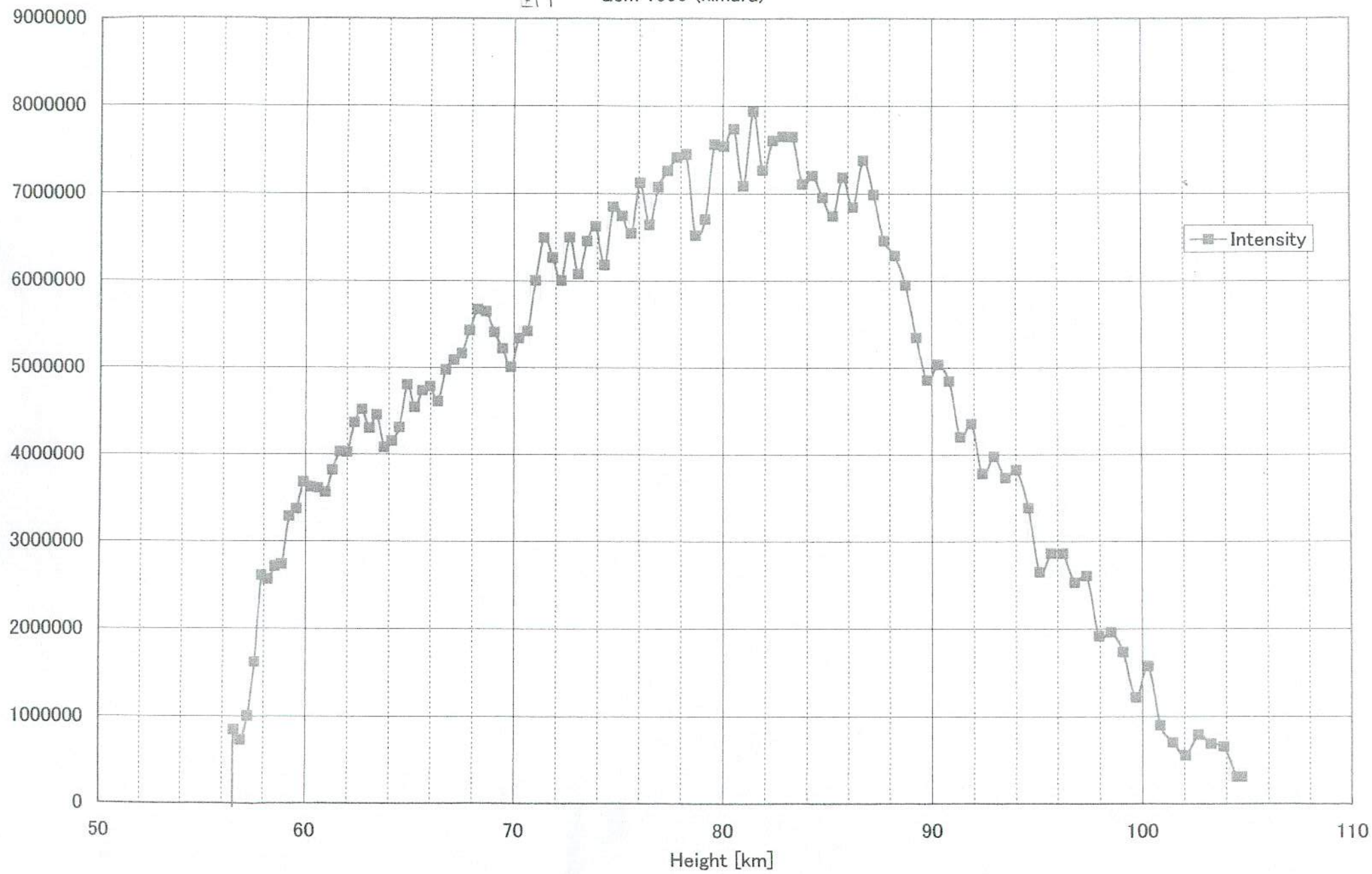


写真3



撮影：鈴木智 富士山西臼塚にて

2 | 1 Gem 1999 (kimura)



MSS-094

光量の検討

上記FeO発光機構の検証のため大まかな数値的検討を行ってみる。

高度90km付近での流星体の質量ロスは $1.5E-4[g/m]$ (流星II計算式より)、Feの存在比率は質量比33%(Harvey 1973)から、Fe原子数密度は $5.4E+17[個/m]$ となる。オゾン数は $1E+8[個/cm^3]$ (Brown 1973)、反応速度係数 k_1 の推定値を $1E-13[cm^3/s]$ (Brown 1973)とすると、最大photon数は $5.4E+12[photons/m]$ となる。今回の永続痕は肉眼でかろうじて見える程度の光量であった。この光量の推定値として、 $30[erg/s/cm]$ (Cook 1956)を採用するとオレンジ光でおおよそ $8E+14[photons/m]$ となる。この値は、上記発光光量推定値が二桁程度少ないことを示している。しかしながら、ここで使用している数値は十分な精度があるか疑問がある。特に、反応速度係数 k_1 については根拠に乏しく信頼性は低い。分子の速度、サイズから概算した k_1 の上限値は、 $1E-10[cm^3/s]$ である。 $k_1 = 2E-11[cm^3/s]$ を仮定すると今回の光量とほぼ一致する。(ちなみに $H+O_3 \rightarrow OH+O_2$ の反応速度係数は $2E-11[cm^3/s]$ である)

結論

ふたご群火球で永続痕があまり見られないのは永続痕タイプ2が効率良く発光できる90km付近の高度で流星物質(Fe)を十分供給できないためと考えられる。(多くのFeを最も低空まで運んでしまうため) これは、流星体の突入速度の影響よりもむしろ流星体の堅さ(密度)の影響が大きいと考えられる。

光量の数値的検討は、まだうまくいっていない。各数値の誤差の把握、精度向上は今後の課題である。

参考文献

Harvey, 1973, J. Geophys. Res., 78, 3913.

Brown, 1973, Chem. Rev., 73, 645.

Cook, 1956, Ap. J., 124, 605.

理科年表

流星II

流星に向かう

レオニード流星群観測小研究会資料集

第40回流星会議研究資料集(II)

理科年表より

電 離 圏

地 147(765)

電 離 圏

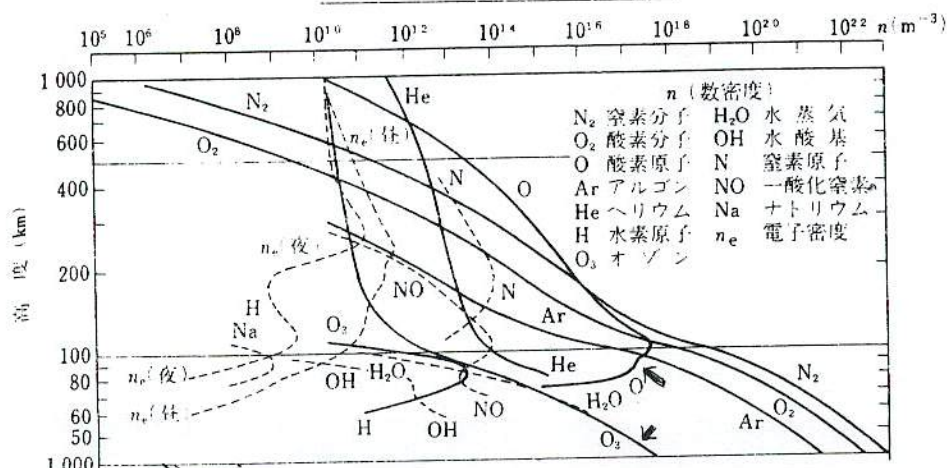


表 3

99Gem		Photo: kimura		-54E-07		流量速度		35.069		[km/sec]		質量(流量に向かう)		光力係数		0.0035069		[sec3/km2 / e/0mag]		アボガドロ数	
fn		gray5s_sft(gray5s-		7.1184		流量の角速度		0.004178		[deg/sec]		26.833		[g]		11.76		[g]		Fe原子量	
pick-std.exe		gray5m25.ini				観測時刻(秒)		0.82		[deg]		-4.3		[mag(MAX)		80km以上		5.85		Fe比率	
2000/5/15						継続時間		1.586		[sec]		流量の見える		[deg]		距離補正		[mag]		Fe原子数	
x	高度	Intensity	見かけの 濃度	直前位置 との角度	Tau.	実走行 距離	dT	角速度	角速度補正	角速度補正	流量の見 かけ等級	放射点から の角距離	正	流量まで の距離	距離補正	絶対等級	dBP	単位長当たり の質量ロス	Fe原子数		
[pixel]	[km]		[mag]	[deg]	[km]	[km]	[sec]	[deg/sec]	[mag]	[mag]	[mag]	[deg]	[mag]	[mag]	[mag]	[mag]	[g]	[g/m]	[個/m]		
3135	104.74	311367	7.0	0	5616.781	0.0000	6.53	-6.55	0.40	42.77	0.345	114.20	-0.29	0.46	0.00403	1.42E-05	5.03E+16				
3125	104.49	311367	7.0	0.097	5616.477	0.284	0.0081	11.97	-7.09	-0.14	42.87	0.343	113.99	-0.28	-0.08	0.01194	1.68E-05	5.95E+16			
3100	103.88	655742	6.8	0.244	5615.767	0.710	0.0202	12.04	-7.09	-0.33	43.11	0.339	113.48	-0.27	-0.26	0.01206	1.71E-05	6.06E+16			
3075	103.27	687304	6.7	0.244	5615.063	0.704	0.0201	12.16	-7.10	-0.35	43.35	0.335	112.96	-0.26	-0.28	0.01264	1.81E-05	6.40E+16			
3050	102.66	792787	6.7	0.245	5614.364	0.699	0.0199	12.27	-7.11	-0.42	43.60	0.331	112.48	-0.25	-0.34	0.01121	1.61E-05	5.70E+16			
3025	102.06	555284	6.8	0.246	5613.868	0.696	0.0198	12.37	-7.12	-0.30	43.84	0.327	111.95	-0.24	-0.30	0.01196	1.74E-05	6.14E+16			
3000	101.46	702687	6.7	0.245	5612.979	0.689	0.0196	12.48	-7.12	-0.38	44.09	0.323	111.48	-0.23	-0.40	0.01312	1.92E-05	6.78E+16			
2975	100.86	896672	6.8	0.246	5612.294	0.685	0.0195	12.61	-7.13	-0.50	44.34	0.319	110.97	-0.22	-0.77	0.01822	2.68E-05	9.47E+16			
2950	100.27	1572971	6.3	0.247	5611.613	0.681	0.0194	12.70	-7.14	-0.87	44.58	0.315	110.48	-0.21	-0.58	0.01520	2.25E-05	7.97E+16			
2925	99.69	1216848	6.5	0.247	5610.938	0.675	0.0192	12.83	-7.15	-0.68	44.83	0.311	110.00	-0.20	-0.88	0.01960	2.91E-05	1.10E+17			
2900	99.11	1736655	6.2	0.248	5610.265	0.665	0.0190	13.06	-7.16	-1.10	45.32	0.304	109.05	-0.19	-0.99	0.02170	3.26E-05	1.36E+17			
2875	98.53	1961067	6.1	0.248	5609.600	0.663	0.0189	13.15	-7.17	-1.08	45.57	0.300	108.59	-0.18	-0.96	0.02117	3.19E-05	1.13E+17			
2850	97.95	1915001	6.1	0.249	5608.937	0.663	0.0188	13.27	-7.18	-1.46	45.82	0.296	108.13	-0.17	-1.34	0.02959	4.50E-05	1.59E+17			
2825	97.38	2605142	5.7	0.249	5608.279	0.658	0.0188	13.37	-7.19	-1.43	46.07	0.292	107.68	-0.16	-1.30	0.02837	4.34E-05	1.54E+17			
2800	96.82	2530542	5.8	0.249	5607.626	0.653	0.0186	13.38	-7.19	-1.62	46.32	0.289	107.23	-0.15	-1.48	0.03324	5.13E-05	1.82E+17			
2775	96.25	2862987	5.6	0.250	5606.978	0.648	0.0185	13.50	-7.19	-1.62	46.57	0.285	106.78	-0.14	-1.48	0.03318	5.14E-05	1.82E+17			
2750	95.69	2863107	5.6	0.251	5606.332	0.646	0.0184	13.60	-7.20	-1.62	46.82	0.281	106.34	-0.13	-1.37	0.02961	4.63E-05	1.64E+17			
2725	95.14	2649112	5.7	0.250	5605.693	0.639	0.0182	13.73	-7.21	-1.52	47.07	0.278	105.91	-0.12	-1.76	0.04244	6.66E-05	2.36E+17			
2700	94.59	3383794	5.3	0.251	5605.056	0.637	0.0182	13.82	-7.22	-1.92	47.32	0.274	105.48	-0.12	-2.00	0.05242	8.29E-05	2.94E+17			
2675	94.04	3822739	5.1	0.251	5604.424	0.632	0.0180	13.95	-7.22	-2.16	47.58	0.270	105.06	-0.11	-1.98	0.04982	7.95E-05	2.81E+17			
2650	93.50	3729942	5.1	0.252	5603.797	0.627	0.0179	14.08	-7.23	-2.12	47.83	0.267	104.64	-0.10	-2.09	0.05593	8.98E-05	3.18E+17			
2625	92.95	3975103	5.0	0.252	5603.174	0.623	0.0178	14.18	-7.24	-2.26	48.08	0.263	104.22	-0.09	-1.98	0.05043	8.15E-05	2.88E+17			
2600	92.42	3775283	5.1	0.252	5602.555	0.619	0.0177	14.29	-7.24	-2.16	48.33	0.260	103.81	-0.08	-2.30	0.06666	1.08E-04	3.84E+17			
2575	91.89	4351895	4.8	0.252	5601.940	0.615	0.0175	14.39	-7.25	-2.47	48.58	0.256	103.41	-0.07	-2.22	0.06158	1.01E-04	3.57E+17			
2550	91.36	4200600	4.9	0.253	5601.329	0.611	0.0174	14.50	-7.26	-2.40	48.84	0.253	103.01	-0.06	-2.56	0.08431	1.39E-04	4.91E+17			
2525	90.83	4842345	4.5	0.254	5600.721	0.608	0.0173	14.63	-7.27	-2.75	49.09	0.249	102.61	-0.06	-2.67	0.09238	1.53E-04	5.41E+17			
2500	90.30	5037781	4.4	0.254	5600.117	0.604	0.0172	14.74	-7.27	-2.86	49.35	0.246	102.22	-0.05	-2.58	0.08377	1.40E-04	4.96E+17			
2475	89.79	4855581	4.5	0.253	5599.519	0.598	0.0171	14.86	-7.28	-2.77	49.60	0.243	101.83	-0.04	-2.84	0.10648	1.79E-04	6.33E+17			
2450	89.27	5346832	4.2	0.254	5598.924	0.595	0.0170	14.99	-7.29	-3.05	49.85	0.239	101.45	-0.03	-3.17	0.14289	2.41E-04	8.54E+17			
2425	88.76	5952767	3.9	0.255	5598.332	0.592	0.0169	15.08	-7.29	-3.38	50.11	0.236	101.07	-0.02	-3.35	0.16778	2.85E-04	1.01E+18			
2400	88.25	6288432	3.7	0.255	5597.744	0.588	0.0168	15.20	-7.30	-3.56	50.36	0.233	100.70	-0.02	-3.45	0.18184	3.11E-04	1.10E+18			
2375	87.74	6457393	3.6	0.256	5597.159	0.585	0.0167	15.32	-7.31	-3.86	50.62	0.229	100.33	-0.01	-3.73	0.23454	4.04E-04	1.43E+18			
2350	87.24	6987927	3.4	0.255	5596.579	0.580	0.0165	15.43	-7.31	-3.95	50.87	0.228	99.96	0.00	-3.94	0.28272	4.90E-04	1.73E+18			
2325	86.74	7378923	3.1	0.255	5596.002	0.577	0.0165	15.52	-7.32	-4.17	51.13	0.223	99.60	0.01	-3.68	0.21588	3.77E-04	1.34E+18			
2300	86.24	6840328	3.4	0.256	5595.430	0.572	0.0163	15.68	-7.33	-3.89	51.39	0.220	99.25	0.02	-3.84	0.25517	4.47E-04	1.58E+18			
2275	85.75	7182155	3.3	0.257	5594.859	0.571	0.0163	15.75	-7.33	-4.08	51.64	0.217	98.89	0.02	-3.61	0.20358	3.60E-04	1.28E+18			
2250	85.26	6740414	3.4	0.257	5594.294	0.565	0.0161	15.88	-7.34	-3.85	51.90	0.213	98.55	0.03	-3.72	0.22559	4.01E-04	1.42E+18			
2225	84.77	6952479	3.4	0.257	5593.731	0.563	0.0161	16.00	-7.35	-3.97	52.16	0.210	98.20	0.04	-3.86	0.25342	4.54E-04	1.61E+18			
2200	84.28	7203819	3.2	0.256	5593.173	0.560	0.0159	16.10	-7.35	-4.11	52.41	0.207	97.86	0.05	-3.81	0.24125	4.34E-04	1.54E+18			
2175	83.80	7108030	3.3	0.257	5592.617	0.556	0.0159	16.22	-7.38	-4.06	52.67	0.204	97.53	0.05	-4.10	0.31213	5.68E-04	2.01E+18			
2150	83.33	7645740	3.0	0.257	5592.066	0.551	0.0157	16.33	-7.38	-4.36	52.93	0.201	97.19	0.06	-4.11	0.31262	5.69E-04	2.02E+18			
2125	82.85	7652581	3.0	0.257	5591.517	0.549	0.0157	16.44	-7.37	-4.37	53.18	0.198	96.87	0.07	-4.08	0.30376	5.56E-04	1.97E+18			
2100	82.38	7603854	3.0	0.258	5590.971	0.546	0.0156	16.54	-7.38	-4.17	53.44	0.195	96.54	0.08	-3.90	0.25521	4.72E-04	1.67E+18			
2075	81.91	7265854	3.2	0.257	5590.430	0.541	0.0154	16.65	-7.38	-4.54	53.70	0.192	96.22	0.08	-4.26	0.35455	5.85E-04	2.33E+18			
2050	81.44	7938085	2.8	0.258	5589.891	0.539	0.0154	16.77	-7.39	-4.54	53.96	0.189	95.91	0.09	-3.81	0.23161	4.33E-04	1.53E+18			
2025	80.98	7082405	3.3	0.258	5589.356	0.535	0.0153	16.91	-7.39	-4.09	54.21	0.186	95.60	0.10	-4.16	0.31837	5.97E-04	2.11E+18			
2000	80.52	7736385	3.0	0.258	5588.823	0.533	0.0152	16.98	-7.40	-4.44	54.47	0.183	95.29	0.10	-4.06	0.28655	5.44E-04	1.92E+18			
1975	80.06	7539194	3.1	0.257	5588.296	0.527	0.0150	17.12	-7.41	-4.34	54.73	0.181	94.98	0.11	-4.07	0.28898	5.49E-04	1.94E+18			
1950	79.60	7558787	3.1	0.258	5587.770	0.526	0.0150	17.21	-7.41	-4.36	54.99	0.178	94.68	0.12	-3.61	0.18881	3.61E-04	1.28E+18			
1925	79.15	6704663	3.5	0.258	5587.247	0.523	0.0149	17.32	-7.42	-3.91	55.25	0.175	94.39	0.13	-3.51	0.17129	3.30E-04	1.17E+18			
1900	78.70	6517478	3.6	0.258	5586.728	0.519	0.0148	17.45	-7.42	-3.81	55.50	0.172	94.09	0.13	-4.01	0.26918	5.23E-04	1.85E+18			
1875	78.25	7449149	3.1	0.259	5586.213	0.515	0.0147	17.54	-7.43	-4.32	55.76	0.169	93.80	0.14	-3.99	0.26396	5.14E-04	1.82E+18			
1850	77.81	7411705	3.1	0.259	5585.699	0.510	0.0145	17.77	-7.44	-4.23	56.02	0.167	93.52	0.15	-3.92	0.24377	4.78E-04	1.69E+18			
1825	77.37	7260444	3.2	0.259	5585.189	0.508	0.0145	17.85	-7.44	-4.13	56.28	0.164	93.23	0.15	-3.82	0.22159	4.36E-04	1.54E+18			
1800	76.93	7075003	3.3	0.259	5584.681	0.504	0.0143	18.02	-7.45	-3.90	56.54	0.161	92.96	0.16	-3.58	0.17727	3.53E-04	1.25E+18			
1775	76.49	6638391	3.5	0.258	5584.179	0.502	0.0143	18.07	-7.45	-4.17	56.80	0.159	92.68	0.17	-3.84	0.22479	4.48E-04	1.59E+18			
1750	76.06	7120204	3.3																		

2000.10.15、流星物理セミナー@神宮前区民会館

【論文紹介】

共鳴ライダーと他の光学機器による長寿命流星痕の最初の観測

M.C.Kelley,et.al. (他10人)

Geophysical Reserch Letters,Vol.27,No.13,Pages1811-1814

July 1,2000

アブストラクト

1998年11月に地球は彗星物質を成因とするしし座流星群の濃密部を通り抜けた。流星雨は（化学発光する）長寿命の流星痕を多数発生させる一肉眼で見られる一ニューメキシコは流星痕観測の最大の観測キャンペーンの中心地である。多くの流星痕はそれぞれ10分程度観測されたが、ある流星痕はナトリウム狭帯域フィルターを使ったCCDカメラによって1時間以上捕えられた。ナトリウム光で撮像したこれらの流星痕のナトリウム濃度をはじめて測定した。私達は長寿命の光放射（Light emission）の1つを確認した一オゾン層に含まれるナトリウムの触媒反応一しかし、これらの流星痕が長時間見える事の説明にはとても弱い。

私達は化学的発光をしている流星痕の円筒状シェルの出現についての新たな解釈とこれらの現象を化学的な作用で説明可能なものを紹介する。

イントロダクション（概略）

33年周期で活動しているしし座流星群の1866-1868年シーズンの活動で流星痕の観測から科学的な記述がされている。図1のスケッチは1866年11月14日にイングランド、カーディフ（Cardiff）によって観測されたものである。この流星痕はシドモス（Sidmouth）でも観測され、流星痕の平均高度は90km、12分間にわたって肉眼で見られた。

（途中大幅に省略）

（半値幅）2nmのナトリウム干渉フィルターを使ったCCD全天カメラはニューメキシコ州のプラシタ（Plasitas）に設置し、400mmレンズにCCDカメラを使った白色光の（流星痕の）観測は空軍研究所のスターファイアーオプチカルレンジ（SOR）にて行った。最後にSORにて強力な銅レーザー（Copper Vapor Laser）を使い流星痕を照射した。

2000.10.15、流星物理セミナー@神宮前区民会館

私のコメント

- ・彼らの流星痕撮影システムは400ミリ望遠レンズにCCDカメラによる撮影で、SORの3.5m反射望遠鏡による直接焦点撮影ではない。
- ・400ミリ望遠レンズ+CCDカメラの撮影画角は2度四方である。
- ・本論文では2枚の流星痕クローズアップ画像が紹介されている。Plate 1は流星出現後82秒後の画像、Plate 2は流星出現後92秒後の画像である。
- ・それぞれ露出時間は1秒である。

SOR並の写真は撮影可能か？

【写野】

- ・この論文で使った撮影システムは写野2度。
例えば戸田の200ミリ望遠+一眼レフでは 6.8×10.2 度の写野。
400ミリ+一眼レフであれば 3.4×5.1 度の写野が得られる。

【露出】

- ・露出は1秒（本論文）
- ・200mm/F2.0での経験 ISO800~1600フィルム：4秒露出（適正）
E.I.4800増感：2秒
（出現高度約5度という低空だったため）
- ・F4クラスの明るさのレンズを使うと
⇒光量はF2の1/4に減少する。もし、F4で露出時間4秒で適正露出を狙うならばE.I.12800以上に増感する必要がある。
⇒もし、1秒露出をするのならばE.I.25600(51200)まで増感する必要がある。

First observations of long-lived meteor trains with resonance lidar and other optical instruments

M. C. Kelley¹, C. Gardner², J. Drummond³, T. Armstrong⁴, A. Liu², X. Chu², G. Papen², C. Kruschwitz¹, P. Loughmiller¹, B. Grime⁵, and J. Engelman¹

Abstract. In November 1998 the earth passed through a maximum in the cometary material responsible for the yearly Leonids meteor shower. The meteor storm event produced numerous examples of long-lived chemiluminescent trails—visible to the naked eye—over New Mexico, where a major observation campaign was centered. One trail was detected for over an hour with a CCD camera employing a narrow sodium filter, and many others were observed for over ten minutes each. For the first time, sodium densities in such trails were measured while also being imaged in sodium light. We have verified one source of long-lived light emissions—a sodium-catalyzed reaction involving ozone—but it is far too weak to explain the visibility of such trails. In addition, we present a new explanation for the cylindrical shell appearance long reported for chemiluminescent trails and show that ozone depletion by chemical processes is a possible explanation for this phenomenon.

Introduction

One of the most fascinating effects of meteor entry into the earth's upper atmosphere is the occasional production of long-lived chemiluminescent trails. The first reports in scientific literature stem from observations of these trails during meteor storms in the last century, particularly during the 1866-68 period when the Leonids meteor shower exhibited one of its 33-year activity peaks. The drawing in Figure 1 reproduces what a visual observer saw over Cardiff, England during Leonid shower activity on November 14, 1866 [Trowbridge, 1907; 1911]. The trail was triangulated from Sidmouth and Cardiff and found to have a length of 26-29 km and a mean height of 90 km. The trail was visible to the naked eye for 12 minutes.

Even to this day, the process or processes responsible for this phenomenon have remained uncertain due to difficulty in performing measurements during such a transient phenomenon. Here we report on a comprehensive set of observations made during the 1998 Leonids meteor shower,

observations that provide the opportunity to quantitatively test the sodium airglow theory for the origin of this spectacular light show [Chapman, 1956; Baggaley, 1977a; 1981]. A unique aspect of the approach used here was the coupling of the University of Illinois resonance sodium lidar to the 3.5 m telescope at the Air Force Research Laboratory's Starfire Optical Range (SOR). We were thus able to measure—for the first time—the sodium content, temperature, and spatial distribution for long periods of time.

The measurements were conducted as follows. The Leonids shower peaked on the night of November 16/17 in 1998, a night that was very clear over New Mexico. Rooftop observers recorded meteor visual magnitudes and rates and waited for a lingering trail. Once sighted, the telescope operator was given look directions until the trail was visible in his bore-sighted, image intensified camera, at which time he took over the tracking. The laser beam was invaluable initially as a pointer, assisting the rooftop observer. Later, even when the trail was too weak to see in the bore-sighted camera, the sodium resonance backscatter from the trail was used to track it. Other astronomical aspects of the observing scheme are described by Drummond *et al.* [2000].

In conjunction with Los Alamos, Cornell University fielded a CCD-based all-sky camera with a narrow (2 nm) sodium filter. This camera was located at Placitas, NM. A 400 mm lens was used with a CCD camera to make white light observations at SOR. Finally, a powerful copper vapor laser operated by SOR was used to illuminate the trail.

Other results from the campaign are reported by Chu *et al.* [this issue] and Grime *et al.* [this issue].

Data Presentation

Some of the trails' complexity, as well as their beauty, have been recorded with the 400 mm camera, which had a 2 degree field-of-view. The trail seen in Plate 1 had been in existence for about 82 seconds when this frame was obtained. The trail was formed in the 90-100 km height range. The distortion of the trail is due to atmospheric winds that vary with altitude. The double-edged character of the trail has long been thought to be an optical depth effect caused by viewing a cylindrical shell from the side [Trowbridge, 1907; 1911; Hawkins, 1957]. We return to a discussion of the shell formation below.

Plate 2 shows another trail detected at the SOR using the same CCD camera. Notice the great similarity of this photograph with the sketch in Figure 1. The laser light sources can also be seen in the images. The most intense beam in Plate 2 is from the copper vapor laser. Light from the weaker sodium beam can be seen in both figures. We were able to track a dozen lingering trails over the course of the evening.

¹Cornell University, Ithaca, NY

²Dept. of Electrical and Computer Engineering, CSRL, University of Illinois, Urbana, IL

³Air Force Research Laboratory/Directed Energy Directorate, Kirtland AFB, NM

⁴Los Alamos National Laboratory, Los Alamos, NM

⁵Dept. of Electrical Engineering, The Pennsylvania State University, University Park, PA

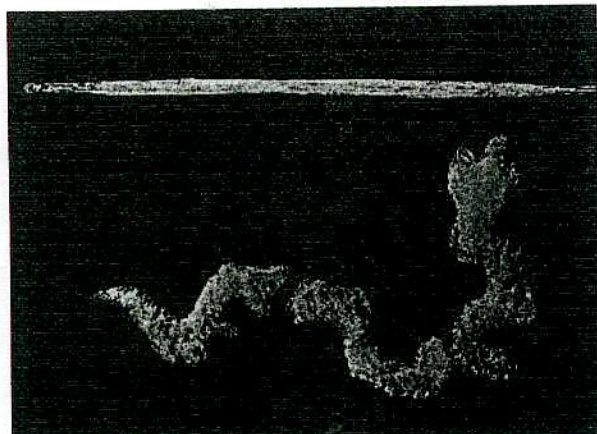


Figure 1. Persistent trail observed over Cardiff, England during the 1866 Leonids. The top portion shows the initial trail while the lower portion shows the trail minutes later after distortion by gravity wave activity. This sketch is one of many made of persistent trails during the 1866-1868 period.

The sodium resonance lidar has the ability to measure the amount of sodium in the upper atmosphere as well as its temperature and mean velocity in each range gate [Gardner, 1989]. This measurement is the crucial one which, for the first time, will allow a quantitative estimate of the sodium glow component in the chemiluminescence theory of Chapman [1939, 1956] and Baggaley [1977a, 1981] outlined be-

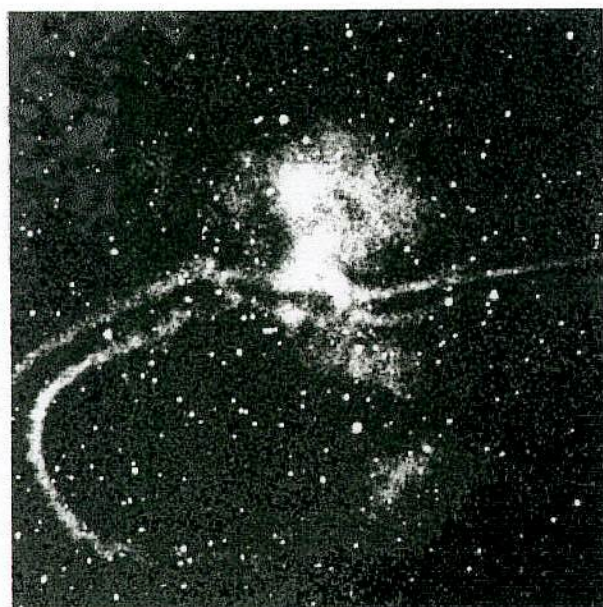


Plate 1. Trail observed from the Starfire Optical Range on Kirtland Air Force Base near Albuquerque, NM. The meteor of magnitude -1.5 appeared at 2:28 MST on November 17, 1998 and remained visible to the naked eye for about 5 minutes. This image of the trail, dubbed the Diamond Ring, was a one-second exposure taken with a Photometrics CCD camera with a 2 degree field-of-view 82 seconds after the meteor's appearance. The sodium laser is faintly seen as the straight shaft of light coming in from the right. The circular appearance is quite similar to that of artificial trails made using tri-methyl aluminum released from rockets.

low. All of the trails tracked by the system and within the spread of the laser range gates exhibited very strong resonance sodium backscatter. The trail in Plate 2 was at an elevation of 30° and just outside the reach of the largest lidar range gate. However, as shown below, the trail glowed brightly enough in the sodium emission line to be detected for over an hour by the all-sky camera.

An example of the measured sodium profile display from the event shown in Plate 1 is presented in Figure 2. The spike at 92 km had a peak sodium density ten times that of the background sodium layer, which is also apparent in the plot. Two spikes are seen, since the laser was pointed at the place where the trail seemed to cross itself. Such measurements will allow for a quantitative estimate of the sodium glow from both the trail and the background sodium layer airglow intensity. Sodium all-sky camera images of the structure shown in Plate 2 are presented in Figure 3. The length of time the emissions last and the wind-induced distortion of the trail are evident in this presentation as well. Together, these data show convincingly that sodium glow is a component of the lingering trail phenomenon and verify the earlier suggestions by Chapman [1956] and Baggaley [1977a, 1981] that sodium airglow chemistry plays a role in the lingering trail phenomenon.

We have searched the CCD images for any evidence of Mie (dust) scattering of the stronger CVL beam, without success.

Discussion

In brief, the sodium-based theory for long-lived trails involves a catalytic process in which the sodium released by



Plate 2. Another trail, called the Glowworm, observed from the SOR on November 17, 1998. It appeared at 3:06 MST and was magnitude -4.5. The image is a one-second exposure taken 97 seconds after the appearance of the meteor and was visible to the naked eye for more than 20 minutes. The bright beam from the lower left is the 180 Watt copper vapor laser, while the 1 Watt sodium laser is barely visible coming in from the right.

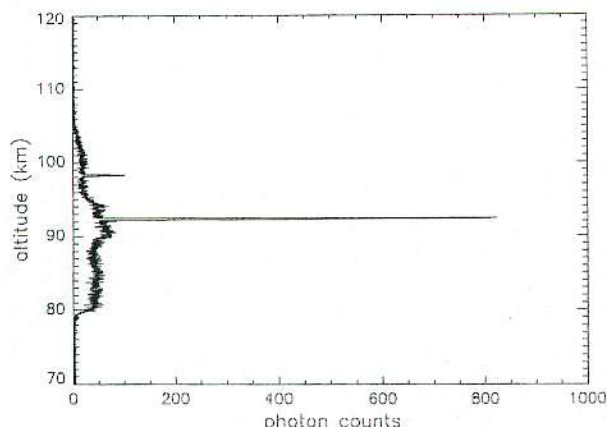
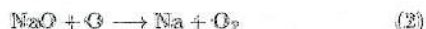
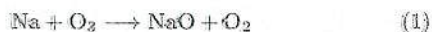


Figure 2. Typical sodium lidar profile for the trail shown in Plate 1. The two spikes correspond to where the laser intercepted the trail at two different heights. The lidar has a range resolution of 24 m and took 15-s time integrations. The signal was so strong that the laser power was reduced to avoid saturation. The natural sodium layer is evident as well from 80 to 105 km.

meteor ablation cycles through a set of reactions, thereby releasing energy stored in the ablation/burning event behind the meteor. The reactions proposed by Chapman [1939] and later in the meteor context by Chapman [1956] and Baggaley [1977a, 1981] are as follows:



Sodium is thus available to repeatedly pass through this cycle, provided ozone remains available for reaction (1).

Hapgood [1980] made an important advance by observing a lingering trail with a filter (700–900 nm) that did not pass the 589 nm sodium line. He attributed these emissions to the excited infrared states of O_2 expected in these same reactions. A broadband IR imager fielded at the site for measurements of OH emissions detected emissions from the trail shown in Plate 2 and in Figure 3 (G. Swenson, personal communication, 1999). However, since the OH and O_2 bands overlap, it is not possible to tell whether the signal was actually due to OH or from the O_2 lines reported by Hapgood [1980].

Some qualitative estimates of the expected airglow are given here, based upon a model under development. Using the lidar-determined sodium density and physical size of the trail determined from the cameras and the sodium lidar profile, the total amount of Na is found to be $\approx 2 \times 10^{16} \text{ m}^{-1}$ along the trail. Using the reaction rates provided by Plane and Helmer [1994] and the recently determined percentage of Na in reaction (2), which goes into the $\text{Na}(^2\text{D})$ state [Hecht et al., 2000], we find a sodium line emission rate of $\approx 3 \times 10^{13} \text{ m}^{-1} \text{ s}^{-1}$. Such a rate is a factor of 30 below the 30 ergs/cm-s required as a minimum for visibility by the naked eye [Cook and Hawkins, 1956]. Baggaley estimated much higher sodium emission values, but used a much larger branching ratio in reaction (2) than was reported by Hecht et al. [2000]. The rates we find are in good agreement with the 10–600 Rayleighs determined from our all-sky imager data. We thus conclude that although the

catalytic sodium reaction chain does occur in the lingering trail phenomenon, the 589 nm line is too weak to explain the total light intensity.

If reactions (1) and (2) are a main source of the visible and broadband observations, then the O_2 lines must play an important role, as first suggested by Hapgood [1980]. These calculations are underway and will take into account the depletion of ozone implied by (1), as well as other metallic contributions to reactions with ozone and atomic oxygen.

We suggest here—for the first time, as far as we can determine—that the chemical ozone depletion caused by reaction (1) may be responsible for the hollow cylinder effect. Initially, with a trail radius of a few meters, the Na density is the order of 10^{15} m^{-3} which, using the reaction rate of $10^{-15} \text{ m}^3 \text{ s}^{-1}$ of Plane and Helmer [1994], indicates an ozone depletion time constant of about one second. The background O_3 density is only about 10^{14} m^{-3} , so rapid ozone destruction is possible. Eventually, ozone diffusion back toward the center of the expanding cylinder would balance the chemical reactions in such a model. Ozone destruction would reduce the Na emissions even further. Baggaley [1977b] suggested that charge exchange between Na and the many metallic ions created in the ablation process might reduce Na emissions at the center of the trail and lead to a hollow cylinder effect. But since the Na light is so weak, this mechanism does not seem feasible for a visible effect.

Zinn et al. [1999] have proposed an alternative model in which an intense UV flash destroys all the ozone in a cylindrical region, thereby yielding an active Na/ O_2 airglow zone only at the periphery. More experiments with better spectroscopy will be conducted in future Leonids showers, which should help to resolve the open questions.

Finally, because of the deep contrast between the center and the edges of the structure in Plate 1, the hollow cylinder effect is called into question.

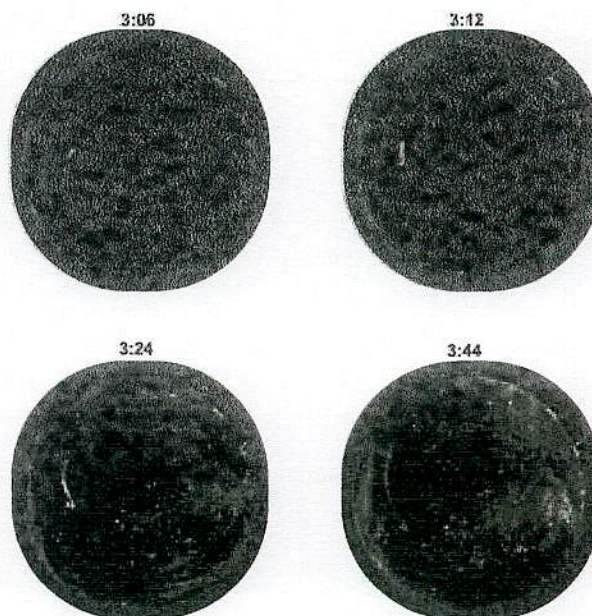


Figure 3. Images of the trail shown in Plate 2 as seen from Placitas, New Mexico, 30 km north of Albuquerque, with a CCD all-sky camera using a sodium filter. The camera took 90 s integrations. The trail was seen by the camera for nearly an hour, long after it was no longer visible to the naked eye.

Acknowledgments. We are particularly grateful for the efforts of Bob Fugate and Ray Ruane of the Starfire Optical Range and Sunanda Basu of the National Science Foundation, who worked out the details necessary to provide the upper atmospheric science community with access to the SOR instrumentation. One co-author (J.A.E) participated under the Presidential Research Scholars Program for Undergraduates at Cornell University. The research at Cornell was funded under CEDAR grant ATM-9714736 from the Atmospheric Science Section of the National Science Foundation, and research at the University of Illinois was funded under grant ATM-9709921 from the same NSF section.

References

- Baggaley, W. J., Sodium emission in persistent meteor trains, *Nature*, 267, 376, 1977a.
- Baggaley, W. J., Hollow meteor trains, *Nature*, 270, 588, 1977b.
- Baggaley, W. J., The source of enduring meteor train luminosity, *Nature*, 289, 530, 1981.
- Chapman, S., Notes on atmospheric sodium, *Astrophys. J.*, 90, 309-316, 1939.
- Chapman, S. Note on persistent meteor trails, in *The Airglow and the Aurorae*. A. Dalgarno and E. B. Armstrong, eds., pp. 204-205. NY: Pergamon Press, 1956.
- Chu, X., A.Z. Liu, G. Papen, C.S. Gardner, M. Kelley, J. Drummond, and R. Fugate, Lidar observations of elevated temperatures in bright chemiluminescent meteor trails during the 1998 Leonid shower, *Geophys. Res. Lett.*, this issue, 2000.
- Cook, A. F., and G. S. Hawkins, Inadequacy of recombination as source of radiation from meteoric trains, *Astrophys. J.*, 124, 605-609, 1956.
- Drummond, J. D., C. S. Gardner, and M. C. Kelley, Catching a falling star, *Sky and Telescope*, in press, 2000.
- Gardner, C. S., Sodium resonance fluorescence lidar applications in atmospheric science and astronomy, *Proc. IEEE*, 77(3), 408-418, 1989.
- Grime, B. W., T. J. Kane, A. Liu, G. Papen, C. S. Gardner, M. C. Kelley, C. Kruschwitz, and J. Drummond, Meteor trail advection observed during the 1998 Leonid shower, *Geophys. Res. Lett.*, this issue, 2000.
- Haggood, M. A., IR observation of a persistent meteor train, *Nature*, 286, 582-583, 1980.
- Hawkins, G. S., A hollow meteor train, *Sky and Telescope*, 16(4), 168-169, 1957.
- Hecht, J. H., S. Collins, C. Kruschwitz, M. C. Kelley, R. G. Roble, and R. L. Walterscheid, The excitation of the Na airglow from Coqui Dos rocket and ground-based observations, *Geophys. Res. Lett.*, 27(4), 453-456, 2000.
- Plane, J. M. C., and M. Helmer, "Laboratory studies of the chemistry of meteoric metals" in *Research in Chemical Kinetics*, edited by R. G. Compton and G. Hancock, vol. 2, pp. 313-367, Elsevier, NY, 1994.
- Trowbridge, C. C., On atmospheric current at very great altitudes, *Monthly Weather Review*, Phoenix Physical Laboratory Contribution No. 12, September 1-18, 1907.
- Trowbridge, C. C., The origin of luminous meteor trains, *Popular Science Monthly*, August, 402-407, 1911.
- Zinn, J., J. Wren, R. Whitaker, J. Szymanski, D. O. Revelle, W. Priedhorsky, J. Hills, G. Gistler, S. Fletcher, D. Casperson, J. Bloch, R. Balsano, W. T. Armstrong, C. Akerlof, R. Kehoe, T. McKay, B. Lee, M. C. Kelley, R. E. Spalding, and S. Marshall, Coordinated observations of two large Leonid meteor fireballs over northern New Mexico, and computer model comparisons, *Meteor. Planet. Sci.*, 34, 1007-1016, 1999.
- T. Armstrong, Los Alamos National Laboratory, SST-7, MS-D466, Los Alamos, NM 87545, USA.
- X. Chu, C. Gardner, A. Liu, and G. Papen, Dept. of Electrical and Computer Engineering, CSRL, University of Illinois, 1308 W. Main St., Urbana, IL 61801, USA.
- J. Drummond, Air Force Research Laboratory/Directed Energy Directorate, 3550 Aberdeen Ave. SE, Kirtland AFB, NM 87117-5776, USA.
- J. Engelman, M. C. Kelley, C. Kruschwitz, and P. Loughmiller, Department of Electrical Engineering, Cornell University, Ithaca, NY 14853, USA. (e-mail: mikek@ee.cornell.edu)
- B. Grime, Department of Electrical Engineering, The Pennsylvania State University, 121 Electrical Engineering East, University Park, PA 16802, USA.

(Received October 25, 1999; revised February 11, 2000; accepted February 17, 2000.)

しし座流星群流星痕の高分解能観測

ーしし座流星群流星痕同時観測キャンペーン2000の初期成果ー

戸田雅之、山本真行

1998年2月にしし座流星群の母天体Tempel-Tuttle彗星の回帰があり、しし座流星群の大出現が期待され盛り上がりを見せていた。そのさなかの1998年8月に愛知県豊川市で開催された流星会議流星痕分科会での議論がきっかけとなりスタートした「流星痕同時観測キャンペーン」も着実に成果をあげながら2000年しし群で3年目を迎えた。2000年しし群は極大日には放射点付近に明るい月があり、眼視観測には適さない条件だった。発表者の1人(T)は1997年しし群の極大日は満月近い月があったにも関わらず流星痕撮影には殆ど影響はなかった。2000年しし群も流星痕の写真観測は月明かりに邪魔されないのを、ぜひ観測をしてほしい旨を流星痕同時観測キャンペーンのホームページに掲載した。

(http://www3.plala.or.jp/MY_Yamamoto/campaign/rgst2000.html)

☆11月18/19日03時35分の火球に伴う流星痕

2000年しし群極大日の17/18日夜は天候に恵まれず、全般的に低調な出現に終わった。観測キャンペーン期間中最大の流星痕は11月19日03h35m32s(JST)に福島県南部上空に出現したー5等の火球に伴う流星永続痕で、この火球と流星痕は関東地方全域、静岡県東部、長野県、福島県、宮城県に至る広い範囲で目撃された。観測キャンペーンのデータ収集は永続痕は10地点、19人の観測者により同時観測が成立した。もちろん現在も観測データを収集中なので、観測地点、観測者数はもうすこし増えるみこみである。

この火球と流星痕の一部の対地軌道を関口さんが以下のように求めている。

軌道計算結果(OL01) 出現時刻：2000年11月19日 03時35分31秒 ー4等？

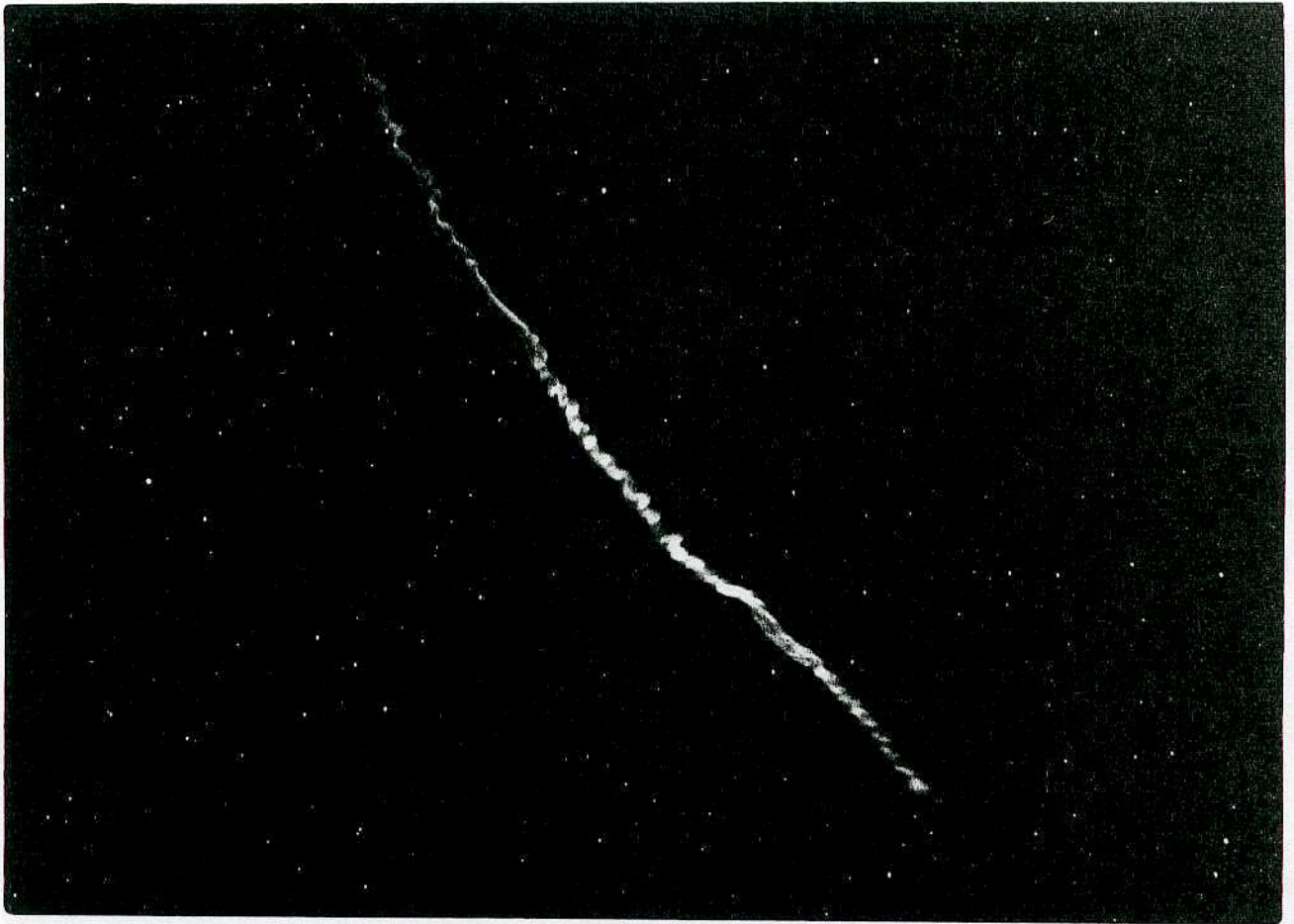
観測者 1	佐藤氏	観測者 2	佐伯氏		
発光点 (佐藤氏)	140°	38.8	+36°	59.1	118.49km
発光点 (佐伯氏)	140°	39.0	+36°	59.0	118.89km
緑→紫 (佐伯氏)	140°	35.3	+37°	00.0	110.35km
紫→白 (佐伯氏)	140°	27.9	+37°	01.9	93.42km
痕の発光 (佐藤氏)	140°	27.4	+37°	02.0	92.18km
痕の発光 (佐伯氏)	140°	27.5	+37°	02.0	92.42km
極大で消滅点 (佐藤氏)	140°	24.2	+37°	02.9	84.93km
極大と永続痕 (佐伯氏)	140°	24.5	+37°	02.8	85.60km
減光 (佐伯氏)	140°	24.0	+37°	02.9	84.51km
消滅点 (佐伯氏)	140°	23.3	+37°	03.1	82.83km

第96回流星物理セミナー@渋谷区 神宮前 区民会館(2001,02,12)

☆流星痕の微細構造

今回の観測キャンペーンで良好な流星痕の微細構造がとらえられている。宮崎県山元町で、東北大天文同好会グループと一緒に観測していた比嘉義裕さん(明大天文部OB会)は300mm F2.8レンズを使用し、2秒露出で出現12~14秒後の良好な微細構造の撮影に成功した。別紙に比嘉さんによる300mmと50mmの流星痕写真を掲載する。写真をよく見るとコイル状構造を示している所と乱流構造(?)を示している所がみられる。詳細なコイル状構造もよく確認できる。

流星痕の拡大写真として戸田の200mmレンズを使用したものや、1998年のしし群でニューメキシコグループの400mmレンズの使用例がある。ニューメキシコのは出現80秒後のものであるが、今回得られた比嘉さんや戸田(1997年の流星痕)は出現12秒後の初期流星痕である。流星痕の微細構造をよく知るためには出現直後の流星痕の拡大写真が必要である。



しし座流星群流星痕の高分解能観測

—しし座流星群流星痕同時観測キャンペーン2000の初期成果—

戸田雅之（日本流星研究会）、山本真行（東北大・理）

はじめに

流星痕の出現頻度は流星本体の光度と対地速度に大きく依存する。しし座流星群は明るい流星が多く流星群の中で最速の対地速度が71km/secと流星痕観測に最も最適である。

流星痕の中で継続時間が10秒以上長い永続痕（以下流星痕と記す）が我々の観測／研究対象である。流星痕の2点以上の同時観測で発光高度が決定でき、微細構造や形状変化について議論可能なデータが取得できる。

母天体のTempel-Tuttle彗星の1998年2月の回帰に伴い、しし座流星群は1998,1999年に出現ピークを迎える事が予想された。我々は1998年から全国の流星観測者等に流星痕の観測の呼びかけとデータ収集整理、観測結果のフィードバックを行う「流星痕同時観測キャンペーン」を実施している。2000年11月19日03h35m32s(JST)に福島県南部上空に出現した—5等級の火球に伴う流星痕は、宮城県、福島県、長野県、関東全域、静岡県東部に至る広い範囲で目撃された。データ収集の結果、現時点で10地点19人の観測者により同時観測が成立した。本報告では上記流星痕の出現高度と出現12～14秒後の初期流星痕の高分解画像を示す。

2001年しし群では東アジアで大出現が予想されている。しし群流星と流星痕の多数の出現が期待されるしし群極大日前後に流星痕同時観測キャンペーン2001を実施し、流星痕の出現高度、形状データ、出現30秒以内の初期流星痕画像の大量取得を狙う。

2000年キャンペーンの初期成果

(1) 流星痕の発光高度

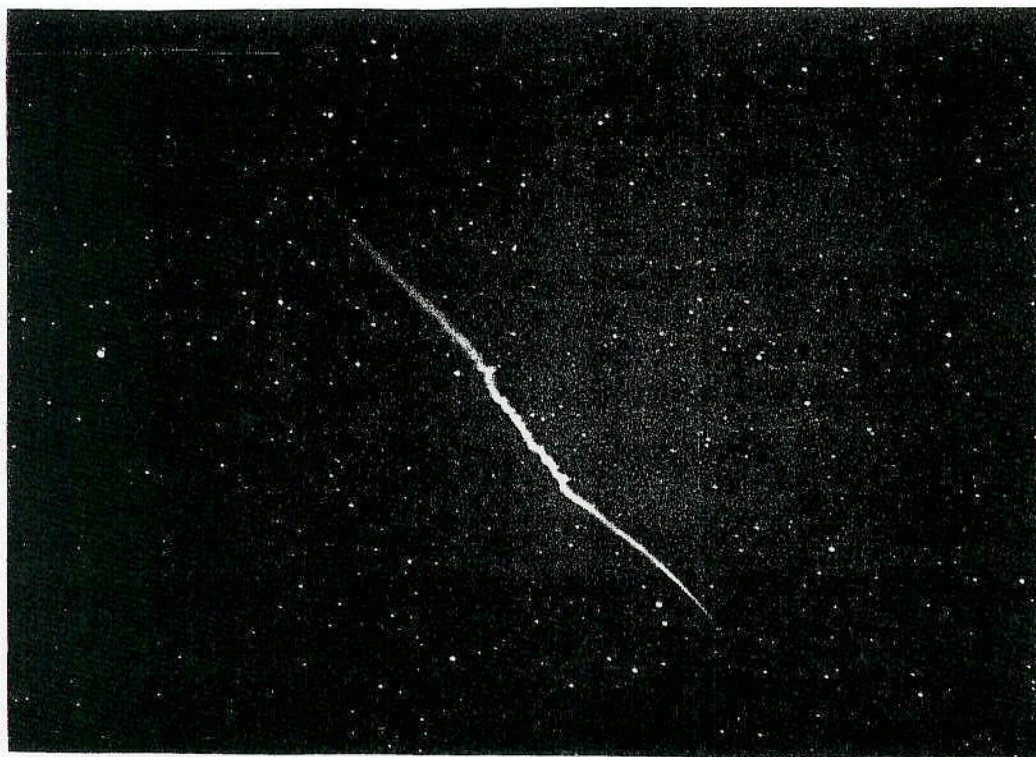
下表は、観測キャンペーン等で得られた流星痕の発光高度である。しし群の流星痕発光高度は95km～80km程度である。2000年11月19日03h35m32s(JST)の火球に伴う流星痕は10地点19人の観測者により同時観測が成立している。現時点では2地点のデータから火球と流星痕の高度が求められている（関口、2000）。

同時流星痕No.	1997-1	1998-1	1999-1	1999-2	1999-3	2000-1
出現日	Nov.17/18	Nov.17/18	Nov.18/19	Nov.18/19	Nov.18/19	Nov.18/19
火球出現時刻(JST)	02h42m26s	04h13m55s	01h36m24s	02h31m00s	04h26m24s	03h35m32s
出現場所	太平洋上	伊豆半島	若狭湾	柏崎市付近	愛媛県松山市	福島県南部
流星痕最高点高度(km)	102.20	95.46	95.79	計算中	96.80	92.42
流星痕最下点高度(km)	89.10	80.86	90.86	計算中	93.46	85.60
資料	Shigeno Toda and Kobayashi, WGN, 1998	キャンペーン1998	キャンペーン1999	キャンペーン1999	キャンペーン1999	キャンペーン2000, 関口2000

(2) 流星痕の高分解能観測

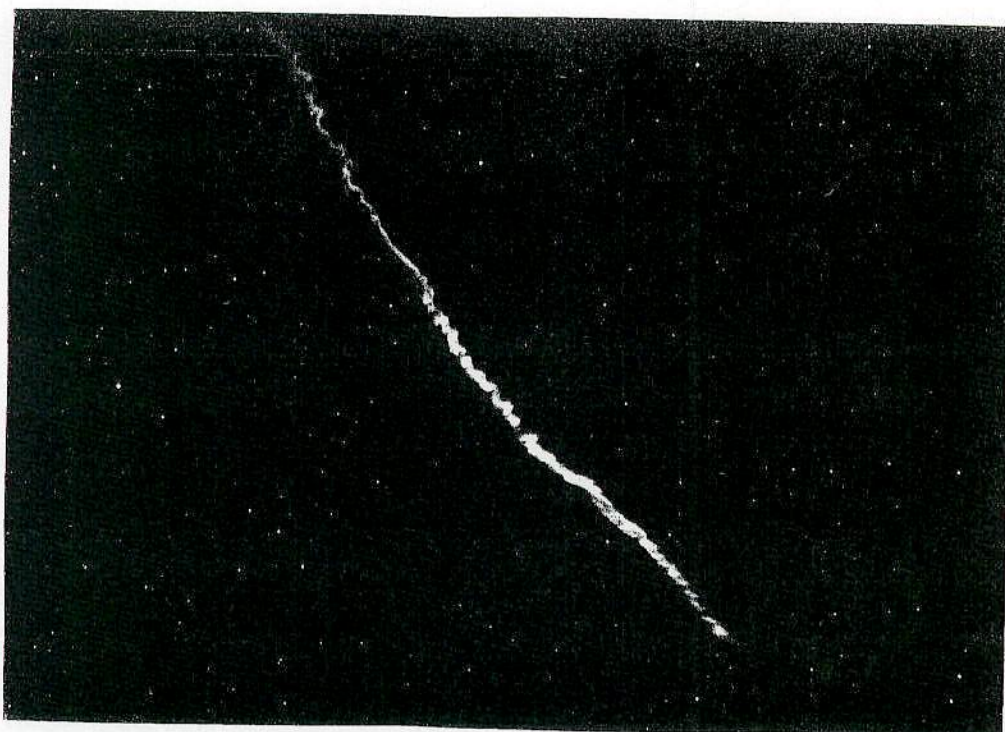
今回の流星痕同時観測キャンペーンで流星痕の良好な微細構造が捕らえられた。そしてこの微細構造は1997年のしし群で得られた微細構造と極めてよく似ていた。

観測キャンペーン参加者の1人、比嘉義裕（以下敬称略、観測地：宮城県山元町）は300mmF2.8 レンズを使用し、火球出現12～14秒後の良好な微細構造の撮影に成功した。300mmレンズは $4.3^{\circ} \times 6.6^{\circ}$ 、50mmレンズは $26.5^{\circ} \times 37.6^{\circ}$ の画角を持つ。みかけの流星痕の直径は2.7' である。300mmの画像中心域には明確なコイル状構造が見られるが、これより高高度と低高度にはコイル状構造は見られない。コイル状構造より高高度には乱流？構造が見られる。微細構造の撮影はこの1地点観測のみだが、出現12秒後の流星痕のふるまい、あるいは高度90～80kmの高層大気の運動を示唆している。今回とよく似た画像を戸田が1997年のしし群流星群で得ている。戸田と比嘉による2つの流星痕画像はともに火球出現12秒後の初期の流星痕である。別紙に2000年と1997年しし群の流星痕の写真を掲載する。



1997年しし群の流星痕（撮影：戸田雅之）

1997年11月18日02h44m56s ~ 02h45m00sJST(UT=JST+9h), Nikon F4s,
f=200mm, f/2.0, FUJI HR1600 (EI:1600)



2000年しし群の流星痕（撮影：比嘉義裕）

2000年11月19日03h35m44s ~ 03h35m46sJST(UT=JST+9h), Canon F-1,
f=300mm, f/2.8, KODAK T-MAX3200 (EI:6400)

まとめ

- ・ 2000年流星痕同時観測キャンペーンでは、1つの流星痕に対し10ヶ所19観測者による同時観測が成立した。本報告では2地点の観測から出現高度を算出した。今後、多数の観測に基づいたデータ解析が進めば流星痕の詳細な3次元構造が見られるはずである。
- ・ 本報告では300mm望遠レンズによる出現12秒後の初期永続痕の高分解能観測例を紹介した(1)。比較例としては、戸田が1997年に200mmレンズで出現12秒後の初期永続痕を撮影したもの(2)や、1998年のしし群でニューメキシコグループが400mmレンズで撮像した出現80秒後の永続痕画像(3)がある。上記(1)と(3)画像から初期永続痕中の角度3'程度のサイズのコイル状構造が存在することが明らかになった。
- ・ Asher(2000)によると2001年は東アジアで大出現が予想され、しし群に属する流星と流星痕の大量出現が期待される。流星痕同時観測においては、位置測定用の痕撮影カメラ(50~100mmクラスのレンズ)と拡大撮影用(200mm以上のレンズ)の広範囲に多数配置することにより、初期流星痕の画像、流星痕の出現高度、形状について良質かつ大量なデータの取得が期待できる。

流星痕同時観測キャンペーン2001

1998年にスタートした「流星痕同時観測キャンペーン」。世紀を超えて2002年までキャンペーンを展開する予定です。ぜひ同時観測キャンペーンへの御協力をお願い申し上げます。

流星痕同時観測キャンペーンWeb Page URL:

http://www3.plala.or.jp/MY_Yamamoto/campaign/

観測報告先

流星痕同時観測キャンペーン事務局

〒168-0063 東京都杉並区和泉1-16-13

戸田雅之 方

TEL/FAX: 03-3321-0013

E-mail : mxh00273@nifty.ne.jp

謝辞

今回の観測キャンペーン2000に際して多くの方々から貴重な観測結果を御提供いただき、また観測のよびかけ・データ収集・解析に御協力いただきました。この場をお借りして以下の方々に感謝をいたします。

○観測キャンペーンの呼びかけ：

日本流星研究会、月刊天文編集部、下田 力、星ナビ編集部

○写真観測結果の提供

合田祐介、池下 亮、伊藤大雄、植原 稔、岡安裕之、神山 栄、倉田美樹、斉藤大未、佐藤 信、佐藤嘉恭、佐藤孝悦（火球本体）、渋谷重昌、菅野文彦、殿村泰弘（火球本体）、中村正之、比嘉義裕、藤田充宏、藤野宣知、二葉文彦、八重田茂（火球本体）、大和 靖（火球本体）、山本真行、吉田麻子

○データ収集・解析への協力

下田 力、関口孝志、殿村泰弘

T-MAX 3200 フィルムの増感現像実験

重野好彦

1. はじめに

永続流星痕の撮影は例を見ると以下の条件で行われています。

写真1) 戸田 1997. 11. 17 17:44:47(UT) 出現9秒後から4秒露出 200mmF2.0 フィルム感度:1600

写真2) 比嘉 2000. 11. 18 18:35:31(UT) 出現11秒後から2秒露出 300mmF2.8 フィルム感度:3200程度

写真1)

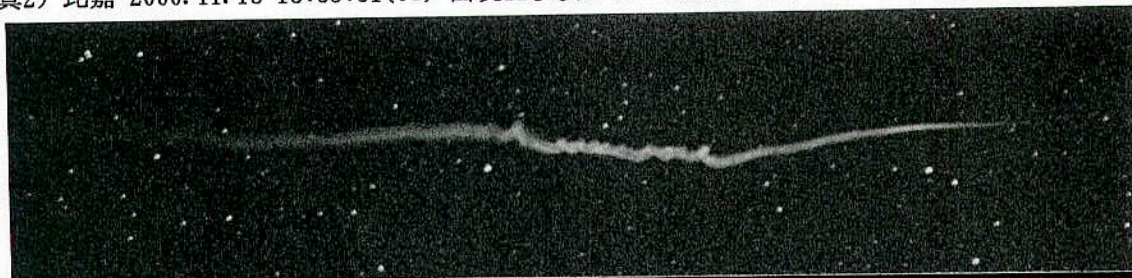
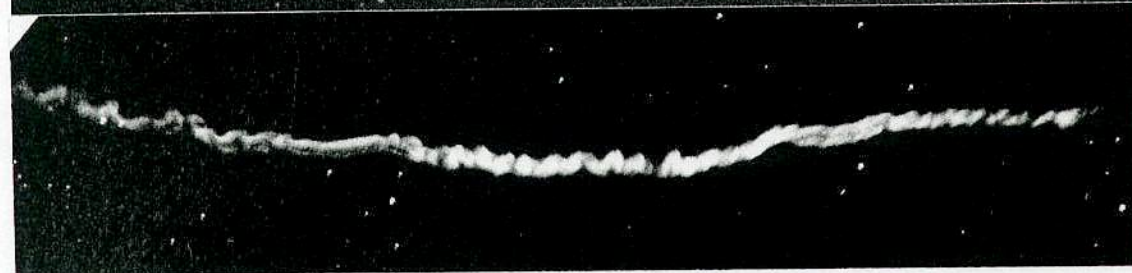


写真2)



例からも分るようにレンズにF2.0~2.8と言う明るい光学系が使用されています。明るい望遠レンズは非常に高価であり、流星痕の拡大撮影の普及をはばんでいます。

上記の例からすると、一般に使用されている望遠レンズのためには以下のフィルム感度が必要です。

- ・一般的な望遠レンズ F4.0 / 2秒露出……必要なフィルム感度: 6400
- ・一般的な望遠ズームレンズ F5.6 / 2秒露出……必要なフィルム感度: 12500

そこで現在入手できる最高感度白黒フィルム(Kodak T-MAX3200)の増感現像実験を行いました。

2. 増感現像実験

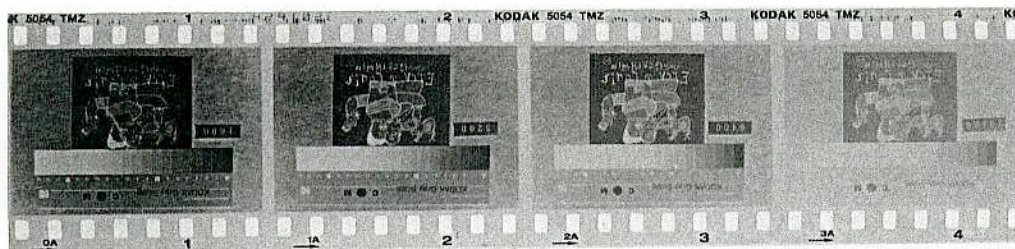
増感現像の実験結果を表1に示します。全般に表示感度と実感度とのずれがあり、特に高感度になると表示感度に関係なく、ほぼ実感度は6400止まりとなっています。今回の実験で得られた最高感度は高温・長時間(28℃ 17.0分)現像の9000でした。これ以上の増感是不可能と思われます。よって、F4.0程度は必要であり、一般的な望遠ズームレンズでの永続流星痕の撮影は難しいようです。

[表1. 増感現像実験結果]

- ・現像液: Kodak T-MAX現像液
- ・実感度: 実際に得られた感度
- ・表示感度: T-MAX現像液またはフィルムパッケージに表示されている感度
- ・イマジカ4倍現像: イマジカ現像所に最大増感現像として4倍増感を指定

現像条件	実感度	表示感度	現像条件	実感度	表示感度
24℃ 7.0分	3200	(1600)	24℃ 15.5分	6400	(なし)
24℃ 9.5分	6400	(3200)	24℃ 17.0分	6400	(なし)
24℃ 12.5分	6400	(12500)	28℃ 17.0分	9000	(なし)
24℃ 14.0分	6400	(25000)	イマジカ4倍現像	4500	(12500)

実験例



MSS-097

KODAK T-MAX P3200 Professional Film

KODAK Developer	Small-Tank Development Time in Minutes (Vigorous agitation at 30-second intervals)				
	Exposed at EI	70°F (21°C)	75°F (24°C)	80°F (27°C)	85°F (29°C)
T-MAX	800/30°	7½	6½	5½	4½
	1600/33°	8	7	6	5
	3200/36°	11	9½	8	6½
	6400/39°	13	11	9½	8
	12,500/42°	15½	12½	10½	9
D-76	1600/33°	10½	8½	7	5½
	3200/36°	13½	11	8½	7½
	6400/39°	16	12½	10½	9
HC-110 (D11 B)	1600/33°	7½	6	5	4½
	3200/36°	10	7½	7	5½
	6400/39°	12	9½	8	6½

These development times are starting-point recommendations. Make tests to determine the best development time for your application.

Handling: Load and unload your camera in subdued light. This film is very sensitive to environmental radiation; expose and process it promptly.

EXPOSURE AND PROCESSING: See the table above for exposure indexes and developing times. For general use, it's best to expose this film at EI 3200 or 6400. To expose film at speed settings that are higher than the maximum setting on your camera or meter, set the meter at a lower speed; then reduce the aperture or use a higher shutter speed to compensate.

Handle unprocessed film in total darkness. Do not develop by inspection.

Important: Fix film in KODAK Rapid Fixer for 3 to 5 minutes at 70 to 85°F (21 to 29°C). If you use another fixer, fix for twice the time it takes for the film to clear.

More Information: See KODAK Publication No. F-32, KODAK T-MAX Professional Films.

NOTE: This film will be replaced if defective in manufacture, labeling, or packaging. Except for such replacement, the sale or any subsequent handling of this film is without warranty or liability even though defect, damage, or loss is caused by negligence or other fault.

Kodak, T-Max, D-76, and HC-110 are trademarks.

DEUTSCH

Die in der Tabelle angegebenen Entwicklungszeiten gelten nur als Anhaltspunkte. Zur genauen Bestimmung der besten Entwicklungszeit für die jeweilige Anwendung empfiehlt es sich, eine Testbelichtungsreihe durchzuführen.

Handhabung: Kamera bei gedämpftem Licht laden und entladen. Dieser Film reagiert sehr empfindlich auf vorhandene Strahlung und ist deshalb möglichst umgehend zu belichten und zu entwickeln.

BELEUCHTUNG UND VERARBEITUNG:

Siehe Tabelle. Entwicklungszeit in Minuten in dem Tank. Im Abstand von 30 Sek. kräftig bewegen. Für allgemeine Anwendung sollte dieser Film wie ISO 3200/36° oder wie ISO 6400/39° belichtet werden. Soll der Film mit einer höheren Empfindlichkeit belichtet werden, als an der verwendeten Kamera oder dem Belichtungsmesser eingestellt werden kann, ist der Belichtungsmesser auf eine geringere Empfindlichkeit einzustellen und gleichzeitig die Blende zu schließen oder eine kürzere Belichtungszeit zu wählen.

Unverarbeitet

Wichtig: Bei Ver... nuten fixieren. Verwenden Sie... braucht, um klar zu werden.

Weitere Inform

BITTE BEACHTEN

besch...

KODAK T-MAX P3200 Professional Film

Nominal speed EI 1000; DX code EI 3200
Nennempfindlichkeit EI 1000; DX Codierung EI 3200
Velocidad nominal IE 1000; Código DX IE 3200
Sensibilité nominale IE 1000; code DX IE 3200

KODAK Developer/Developer and Replenisher	Exposed at EI	Small-Tank Processing (8- or 16-oz tank) Development Time in Minutes			
		68°F (20°C)	70°F (21°C)	72°F (22°C)	75°F (24°C)
T-MAX	800	8	7 1/2	7	6 1/2
	1600	8 1/2	8	7 1/2	7
	3200	11 1/2	11	10 1/2	9 1/2
	6400	14	13	12	11
T-MAX HS	800	9	8 1/2	7 1/2	6 1/2
	1600	10 1/2	9 1/2	8 1/2	7 1/2
	3200	13	12	11	10
	6400	16	14	13	11
XTOL	800	8 1/4	7 1/2	7	6
	1600	9 1/4	8 1/2	8	7
	3200	11	10	9 1/4	8
	6400	12 1/2	11 1/2	10 1/2	9 1/4
D-76	800	11	10	9	8
	1600	11 1/2	10 1/2	9 1/2	8 1/2
	3200	15	13 1/2	12 1/2	11
	6400	17 1/2	16	14 1/2	12 1/2
HC-110 D11 B	800	8	7	6	5 1/2
	1600	9	7 1/2	6 1/2	6
	3200	11 1/2	10	8 1/2	7 1/2
	6400	14	12	10 1/2	9 1/2

For more information, see KODAK Publication No. F-32 on www.kodak.com/go/professional.

Für weitere Informationen, siehe KODAK Publication Nr. F-32 unter www.kodak.com/go/professional.

Para más información, consulte la Publicación KODAK F-32 en www.kodak.com/go/professional.

Pour plus d'information, consultez le site internet www.kodak.com/go/professional.

Kodak, D-76, HC-110, T-Max, Xtol

©Eastman Kodak Company, 2000. KP 1175B1, 1175B2, 4-00

■シートフィルムの現像はおすすめしません。

コダック T-MAX 現像液

1ガロン(3.8ℓ)用

【溶解方法】

1(原液):4(水)の割合で溶解して下さい。

必要な量のみ原液を小分けして溶解ができます。

【現像】(小型タンク現像)

■攪拌 30秒毎に1回、5秒間で5~7回タンクを180度回転させる様に振って下さい。

■現像時間

35mm・ロールフィルム	露光指数	現像時間(分)		
		20°C	22°C	24°C
T-MAX 100 プロフェッショナル	100/200	8	7	6 1/2
	400	12	10 1/2	9
	800	NR	NR	10 1/2
T-MAX 400 プロフェッショナル	400/800	7	6 1/2	6
	1600	10	9	8
	3200	NR	NR	9 1/2
T-MAX P 3200 プロフェッショナル	3200	11 1/2	10 1/2	9 1/2
	6400	14	12	11
	12500	16	14 1/2	12 1/2
	25000	NR	16	14
プラス-X パン	125/250	5 1/2	5 1/4	5
	500	NR	NR	9 1/2
トライ-X パン	400/800	6	5 3/4	5 1/2
	1600	10	9	8 1/2
	3200	NR	NR	10 1/2

注) NR: おすすめできません。

【溶解した現像液の保存性能】

未使用の場合	使用中の液の場合
密栓をしたビンの時 6ヶ月	トレイに入れておいた場合 12時間
ビンに半分入っている時 2ヶ月	1ガロン タンクの場合 2週間

【溶解した現像液の処理能力】.....135-36

口の狭い深タンクの場合.....4本/リットル

注: 4本相当の処理をしたあと1分現像時間の延長をすれば、更に4本処理でき、更に1分現像時間を延長すれば、もう4本相当の処理ができます。この方法によれば、最大12本相当のフィルムを処理できます。

コダック T-MAX デベロッパーに関するデータは、予告なく変更、改良されることがありますので、予めご承知ください。



コダック株式会社

ZP0677
CAT.2375558

Meteor Trails and Columniform Sprites¹

Eugene M. D. Symbalist, Robert A. Roussel-Dupré, and Douglas O. ReVelle

Group EES-8, M.S. F659, Los Alamos National Laboratory, Los Alamos, New Mexico 87545

E-mail: esymbalist@lanl.gov

David. M. Suszcynsky

Group NIS-1, M.S. D466, Los Alamos National Laboratory, Los Alamos, New Mexico 87545

Vyacheslav A. Yukhimuk

BGI, 17th Floor, 45 Fremont Street, San Francisco, California 99105

and

Michael J. Taylor

Utah State University, 4145 Old Main Hill, Logan, Utah 84322-4145

Received March 2, 2000; revised July 31, 2000

1. INTRODUCTION

A theoretical model of columniform sprites (or c-sprites), a distinctive class of high altitude, temporally brief optical emissions is presented and compared to observations which extends earlier work (1998, E. M. D. Symbalist, R. Roussel-Dupré, and V. Yukhimuk, EOS Transactions of the AGU 79, No. 45, p. F129) by making a strong connection with meteors. The key features of the model are: (1) an ambient conductivity profile that falls between a measured nighttime and a measured daytime conductivity; (2) an aerosol reduced conductivity in a trail from a meteor that passed through some time during the evening, and (3) a cloud-to-ground (hereafter CG) lightning stroke (with sufficient charge transfer) subsequent to and occurring within an hour of the development of the reduced conductivity trail. The model predicts a temporally brief column of light resulting from the conventional breakdown of air in a strong electric field in the observed altitude range. For the case of a positive CG stroke the emissions are extinguished by the passage of a runaway electron beam. The electron beam is initiated by the same positive CG lightning stroke that allows the high altitude conventional breakdown to occur and propagates from the cloud tops to the ionosphere. Based on our modeling results, a negative CG lightning stroke, for the same amount of charge transfer, produces a column of light about twice as bright. The emissions are extinguished in this case, by the ambient conductivity taking into account the increase due to the conventional breakdown of air. (In both cases for the CG lightning stroke parameters examined here, the simulated c-sprite emissions are brief and last less than 17 ms), or one CCD video field.

© 2000 Academic Press

Key Words: meteors; Earth; geophysics; atmospheres structure.

The first columniform sprites (c-sprites) reported (Wescott *et al.* 1998) were vertical columns of light that extended from about 76 to 87 km and probably less than 1 km in diameter. According to Wescott *et al.* (1998) the uncertainty in height determination for their c-sprite measurements was approximately 1 pixel or less than 1 km. The standard deviation of the heights for the 28 triangulated images was 1.9 km for the top and 1.4 km for the bottom. Figure 1 is a reproduction of a CCD video image of a c-sprite cluster taken by us, and quite similar to the first recorded images. Additional observations of c-sprites, some of which may extend to lower altitudes, have been recently reported (Moudry *et al.* 1998, Gerken *et al.* 1998). The bodies of c-sprites usually appear as nearly straight lines, in some cases bent slightly and are composed of bright beads and dark regions (Moudry *et al.* 1998). The model we now describe provides an explanation for the observed c-sprite phenomena. We first examine some ambient atmospheric electrical parameters to set the stage for the model. The measured ambient electrical relaxation time, τ , is quite short at high altitude for a typical nighttime, mid-latitude atmosphere. See Fig. 2. Also, the shelf near 85 km in τ represents the transition from an ion dominated to an electron dominated electrical conductivity, σ . The observation that c-sprites extend to about an 86 km altitude therefore suggests that the c-sprite tops are terminated by this high conductivity shelf. The electric field threshold for the conventional breakdown of air is relatively small at high altitudes compared to surface values because of the lower atmospheric pressure. These electric field values can be realized by the remaining polarization field

雷雲との関連で
上へ向って光が走る
逆の場合もある
雷雲との距離が
800km程度離れた
場所でも得られる
流星突入が引き金に
なっているのか。流星経路
延長上を光る柱が逆行して
来る

¹ Presented at the 1999 ACM conference at Cornell University.

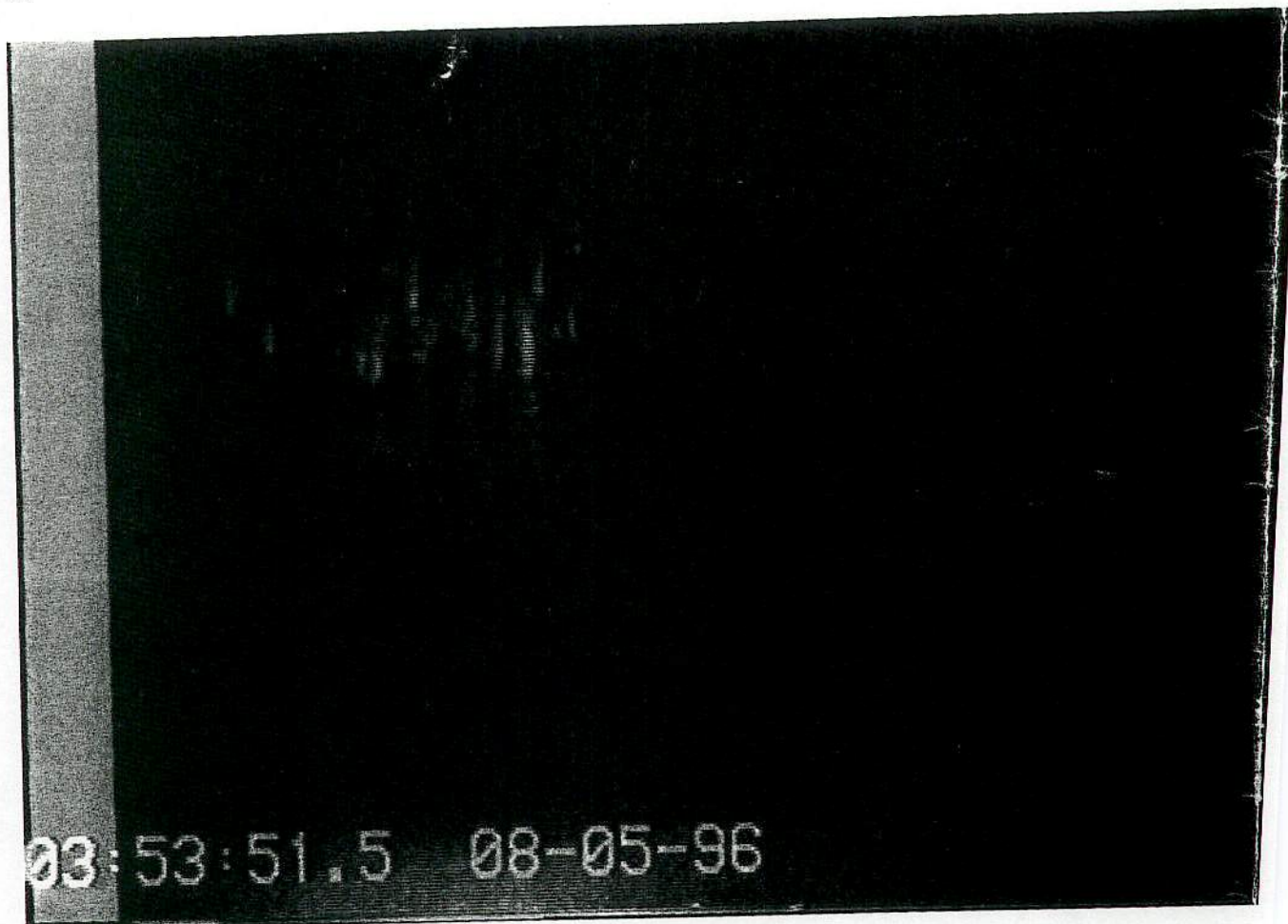


FIG. 1. A CCD image taken on 5 August 1996 comprising a cluster of c-sprites. The UT time and date and lightning emissions from the storm system are visible at the bottom of the image.

between the cloud tops and the ionosphere when a strong CG lightning stroke occurs. We find 30–40 kiloampere (hereafter kA) strokes, lasting on the order of 5 ms, are quite sufficient to produce electric field strengths exceeding the conventional (or thermal) breakdown threshold from about 65 km to the ionosphere. However, the breakdown will occur in large, horizontal, pancake shaped layers at high altitude resulting in similar shaped visible emissions and not the observed slender columns of light. Therefore a piece of the puzzle is still missing.

The remainder of the paper is divided into the following sections: (2) the meteor connection; (3) the electrical conductivity (in a meteor trail); (4) the prescription for calculating the optical emissions from conventional and runaway air breakdown; (5) the description of computer simulations and observations; (6) a discussion of the results; and (7) the conclusions.

2. METEOR CONNECTION

The traditional studies of small meteors have shown that these bodies are largely permanent members of the Solar System

which can be broadly divided into two distinct classes. These classes include the sporadic meteor background whose rate varies substantially on a diurnal basis and the meteor showers whose orbits are largely of cometary origin (with the exception being the Geminids). The sporadic background contributes some 75% of the total influx of these material Earth (Ceplecha *et al.* 1998). Despite this fact, the precise nature of these small bodies is not well understood. The c-sprites to be discussed shortly indicate that a substantial meteor shower is required to explain the multiple c-sprites observed in video frames. In what follows, for completeness we list the possible meteor showers on each day and time of our observations in order to gain an appreciation of the diurnal time-scales of the meteor influx variability.

The times and data of the c-sprites in Figs. 2 and 3 of Wescott *et al.* (1998) are 06:35:48.538 UT and 05:39:21 UT on 19 June 1995, respectively. These parameters correspond with the passage overhead of the radiant for the β Lyrids meteor shower, which occurs from June 11–16 maximum on June 16 (Cook 1973). Cook lists a dec-

and Suborbital MITM programs, by the Advanced Missions and Technologies for Astrobiology Program, and by NASA Ames Research Center. ARIA flight time was supported by the USAF/XOR. *Editorial handling*: Frans Rietmeijer.

References

- Borovicka, J. and Jenniskens, P.: 2000, *Earth, Moon and Planets* **82–83**, 399–428.
Borovicka, J., Stork, R., and Bocek, J.: 1999, *Meteoritics Planet. Sci.* **34**, 987–994.
Jenniskens, P.: 1999, *Meteoritics Planet. Sci.* **34**, 959–968.
Jenniskens, P. and Butow, S.J.: 1999, *Meteoritics Planet. Sci.* **34**, 933–943.
Jenniskens, P., de Lignie, M., Betlem, H., Borovicka, J., Laux, C.O., Packan, D., and Kruger, C.H.: 1998, *Earth, Moon and Planets* **80**, 311–341.
Lockey, N.: 1869, *Nature* **1**, 58.
Russell, R., Rossano, G., Catelain, M.A., Lynch, D., Tessensohn, T., Abendroth, E., and Jenniskens, P.: 2000, *Earth, Moon and Planets* **82–83**, 439–456.
Singer, W., Hoffmann, P., Mitchell, N.H., Jacobi, Ch.: 2000, *Earth, Moon and Planets* **82–83**, 565–575.
Spurny, P., Betlem, H., Jobse, K., Kotten, P., and Van 't Leven, J.: 2000a, *Meteoritics Planet. Sci.* **35**(5), in press.
Spurny, P., Betlem, H., van 't Leven, J., and Jenniskens, P.: 2000b, *Meteoritics Planet. Sci.* **35**, 243–249.

THE DYNAMICAL EVOLUTION OF A TUBULAR LEONID PERSISTENT TRAIN

PETER JENNISKENS AND DAVID NUGENT

SETI Institute, NASA Ames Research Center, Mail Stop 239-4, Moffett Field, CA 94035
E-mail: pjenniskens@mail.arc.nasa.gov

and

JOHN M.C. PLANE

School of Environmental Sciences, University of East Anglia, Norwich NR4 7TJ, UK
E-mail: J.Plane@uea.ac.uk

(Received 26 May 2000; Accepted 16 August 2000)

Abstract. The dynamical evolution of the persistent train of a bright Leonid meteor was examined for evidence of the source of the luminosity and the physical conditions in the meteor path. The train consisted of two parallel somewhat diffuse luminous tracks, interpreted as the walls of a tube. A general lack of wind shear along the trail allowed these structures to remain intact for nearly 200 s, from which it was possible to determine that the tubular structure expanded at a near constant 10.5 ms^{-1} , independent of altitude between 86 and 97 km. An initial fast decrease of train intensity below 90 km was followed by an increase in intensity and then a gradual decrease at longer times, whereas at high altitudes the integrated intensity was nearly constant with time. These results are compared to a model that describes the dynamical evolution of the train by diffusion, following an initial rapid expansion of the hot gaseous trail behind the meteoroid. The train luminosity is produced by O (¹S) emission at 557 nm, driven by elevated atomic O levels produced by the meteor impact, as well as chemiluminescent reactions of the ablated metals Na and Fe with O₃. Ozone is rapidly removed within the train, both by thermal decomposition and catalytic destruction by the metallic species. Hence, the brightest emission occurs at the edge of the train between outwardly diffusing metallic species and inwardly diffusing O₃. Although the model is able to account plausibly for a number of characteristic features of the train evolution, significant discrepancies remain that cannot easily be resolved.

Keywords: Airglow, chemistry, dynamics, Leonids 1998, lower thermosphere, mesosphere, meteor, persistent train



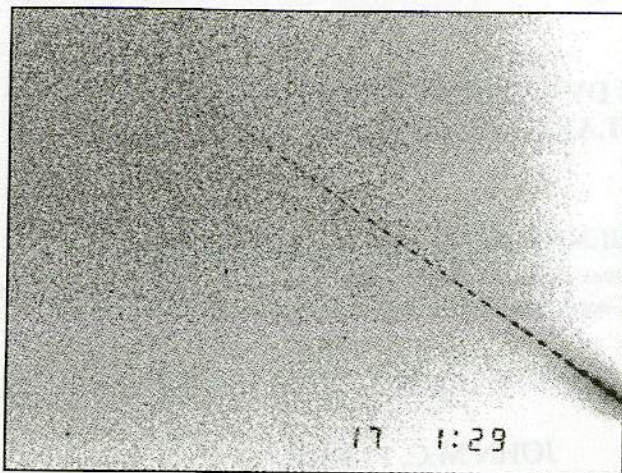


Figure 1. The 01:31:16 fireball photographed by Steve Evans of the British Astronomical Association – Meteor Section.

1. Introduction

Bright Leonid meteors are known for a characteristic long-lasting persistent glow that is called a *persistent train*. The luminous source of persistent trains has not been established, although it is generally believed that the reaction between ozone and atomic oxygen, efficiently catalysed by meteoric metals in the train itself, is the dominant mechanism (Kolb and Elgin, 1976; Poole, 1979; Baggaley, 1980; Hapgood, 1980).

Persistent trains probe upper atmosphere chemistry. Moreover, they enable probes of meteoric aerothermochemistry by providing direction to telescopes many minutes after the meteor has disappeared (Jenniskens *et al.*, 1998). Several such experiments during the Leonid Multi-Instrument Aircraft Campaign (Jenniskens and Butow, 1999a) have provided the first visual, near-IR and mid-IR spectroscopy of trains. In order to better interpret this spectroscopic information, we study here a rather striking example of a persistent train observed over the United Kingdom in 1998, in order to examine the evolution of trail width and intensity with time. Unlike many other trains, this train exhibited little distortion from wind shear along the trajectory and remained fairly linear during the observation period.

2. Observations

At 01:31:16 UT on November 17, 1998, a bright Leonid meteor (Figure 1) erupted over the southern U.K., moving from Southend-on-Sea to just beyond Reading. Amateur astronomer Sandy Osborough, from Chippenham, Wiltshire (51°28'N, 02°07'W), was located near the end point of the trajectory. The meteor was outside the field of view of his intensified video camera, but the scattered light in the atmosphere left a flash in the video record. Osborough adjusted the viewing direction of the camera and obtained a particularly nice record of the "Chippenham" persistent train between 15 seconds and 2m54s after the flash (Figure 2, right part of each frame). The train persisted longer than that, but the camera was pointed elsewhere. He used a 45 lp/mm ITT Night Vision goggles attached to a 3CCD Panasonic digital video camera. The close range of the train (116–80 km) produced a spatial resolution of 0.2 km/pixel.

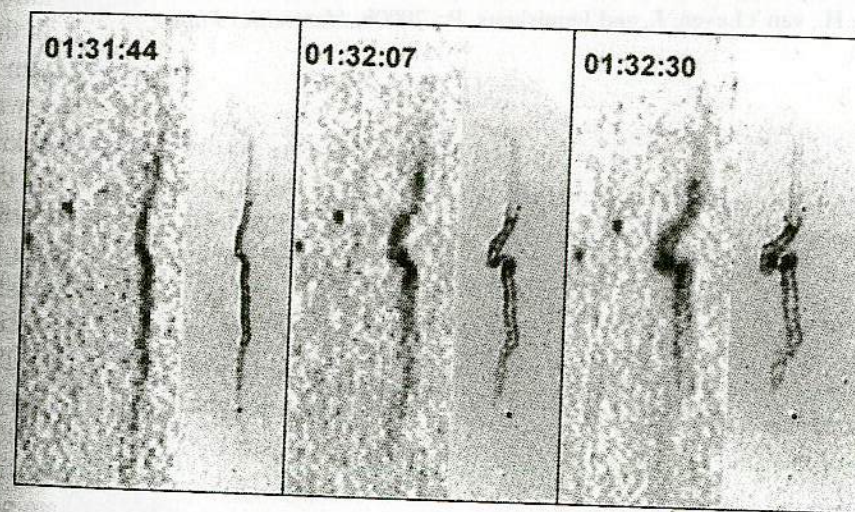


Figure 2. The train as seen by Tim Haymes from the perspective of Knowl Hill (left) and by Sandy Osborough from Chippenham (right).

The train was also filmed by Tim Haymes from Knowl Hill, Berks. (00°48' 51.3" W, 51° 30' 22.1" N), again from relatively short range (~102 km). Haymes used a 28 mm f/2 lens imaging onto an 18 mm 2nd generation MCP image intensifier (30 lpi). The image resolution was also 0.2 km/pixel, but the noisier tube created a less exceptional image.

From his perspective, the train was less foreshortened (Figure 2, left panels). Haymes also captured the diffuse beginning of the meteor, first detected at about 183 km altitude at 01:31:13 UT, until it left the field of view at 145 km. A bright flash was timed at 01:31:16 UT. After that, the camera was hand held and pointed at the train from 01:31:30 until 01:32:33 UT, and again from 01:34:58 until 01:35:17 UT when only the bright loop in the center of the train was visible as a diffuse blob. A faint sonic boom was heard around 01:36:40 UT, consistent with the distance from the meteor train. This is the second sonic boom reported for a bright Leonid fireball (ReVelle and Whitaker, 1999). Unfortunately, the convergence angle between the planes emanating from the two observing sites is only $Q = 3^\circ$, too small for stereoscopic measurements.

Fortunately, the meteor was photographed by Steve Evans from Thurlow, near Newmarket in Suffolk ($52^\circ 7' 58''.1$ N, $0^\circ 26' 49''.1$ E, Alt: 83m), in a 5m59s exposure on Ektapress 1600 commencing at 01:29:00 UT (Figure 1). The perspective was good, with a convergence angle $Q = 29.8^\circ$ with Chippenham and $Q = 27.1^\circ$ with Knowl Hill. Triangulation shows that the meteor entered the atmosphere at an angle of 29° with the horizon and came from an eastern azimuth of 87° from North from a direction Right Ascension 150.0 ± 0.3 , Decl. 23.8 ± 0.3 . The meteor was first detected at an altitude of 116 km and left the photograph at 86 km. The two linear parts of the train span the range 98 until 85 km, while the end point of the Chippenham train is at about 80 km altitude. Photometry of the meteor and stars gave a peak brightness of $M_v = -9 \pm 1$ magn. at the edge of the photograph. Beginning height and end height suggest a peak brightness of -10 ± 1 magn. in comparison to the trajectories calculated for other bright Leonid fireballs (Spurny *et al.*, 2000). The mass of the meteoroid was about 0.1 kg, within a factor of two.

3. Results

3.1. TRAIN MORPHOLOGY

The train consists of two parallel somewhat diffuse luminous trails, which are visible along the full length of the recorded trajectory. The double structure has been noted previously and is a characteristic feature of long lasting persistent trains (Jenniskens *et al.*, 1998). The diffuse trails show some amount of puffy billowing, which implies some amount of turbulence.



Figure 3. Sequence of images as seen from Chippenham between 0m15s and 02m52s after the meteor, showing the formation of the loop and the evolution of the linear parts.

This train is very unusual because the two straight sections of the trajectory remain almost straight with respect to the star background (Figure 3). Note that the lower part gradually gains upon the higher part and may be rising in altitude. Only the bright middle section forms a loop, which eventually overlaps in the line of sight. At the position of the loop, the wind direction changes dramatically with altitude. It is from the North in the straight sections, while from the East in the distorted middle part and end sections, with strong wind shears in the transition regions. The magnitude of the wind vector changes only by a factor of 2–3. Most of the wind shear is laminar, preserving the tubular structure of the train during distortion.

The morphology of the train is either that of a tube, where the two trails represent the longest line of sight along the walls of the tube, or they represent the turbulent top and bottom of a ribbon-like structure. The most likely morphology is that of a tube, for two reasons. First of all, from the somewhat different perspective of Knowl Hill, the train diameter (in km) is the same as that measured from Chippenham (Figure

2). Secondly, one can see that the distance between the two walls does not change where the train distorts in a knot and the line of sight cuts at a different angle through the train (Figure 3).

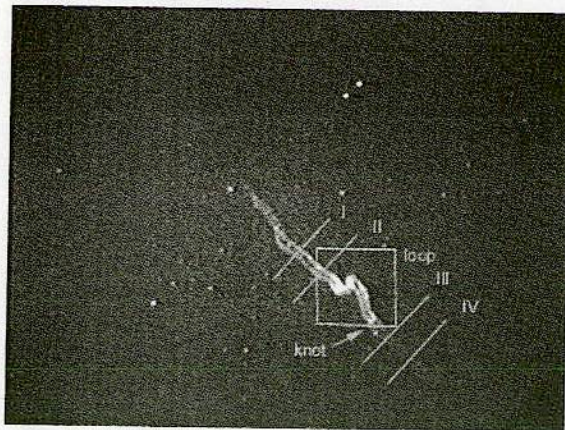


Figure 4. Full frame of the persistent train as seen from Chippenham at a time 45 seconds after the fireball. Four positions are indicated that were studied in detail, at altitudes 86 (I), 89 (II), 95 (III), and 97 (IV) km.

3.2. DYNAMIC EVOLUTION

Over time, one can see the walls of the tube separate and slightly thicken. We analyzed this behavior by fitting a set of two Gaussian curves to the variation of intensity in a slice perpendicular to the train at four positions indicated in Figure 4. The positions I–IV correspond to altitudes of about 86, 89, 95, and 97 km, respectively.

Figure 5a (top) shows the separation (in km) as a function of time. We find a constant expansion velocity of $10.5 \pm 0.5 \text{ ms}^{-1}$ for all positions. There is no sign of a slowing down over this time interval, except perhaps for the highest position at 97 km. The fact that the expansion is practically altitude independent between 85 and 98 km is surprising. In addition, the least-squares fit through the data does not extrapolate to zero separation at zero time, but yields a positive intercept of $0.13 \pm 0.03 \text{ km}$. This may signify an initial rapid expansion of the train, but the small value does not exclude a more mundane artifact of the measurement procedure.

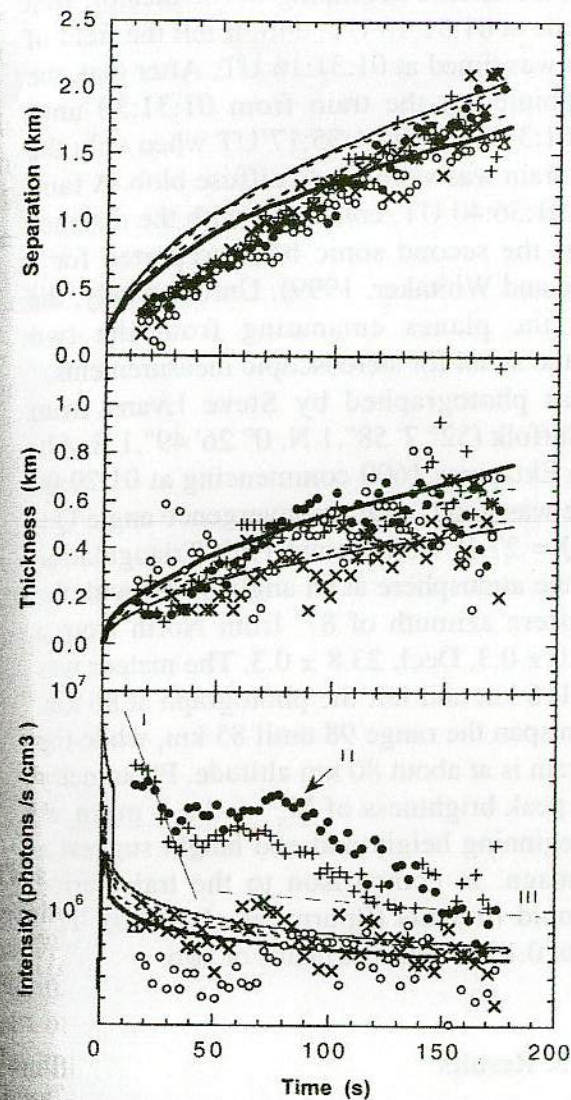


Figure 5. (a) The separation between the peak intensity of the tubular walls; (b) the thickness of the tubular wall; and (c) the integrated intensity of the tubular walls as a function of time. Symbols are: Pos. I (\bullet), Pos. II ($+$), Pos. III (\times), Pos. IV (\circ). Model results shown are for 86 (solid line), 89 (dashed), 95 (dashed) and 97 km altitude (thick solid line).

時間とともに2本の痕の間隔
が直線的に広がって行く

円柱の広がり速度は $\sqrt{\text{時間}}$
になるはずだが、観測では
直線的に広がっている。

The tubular walls are resolved at the end of the exposure. We measured the thickness at half peak intensity as a function of time and deconvolved with a 2-pixel wide Gaussian response curve. We find that the turbulent walls tend to show slightly more billowing over time, gradually thickening, but the expansion slows down after about 100 s (Figure 5b).

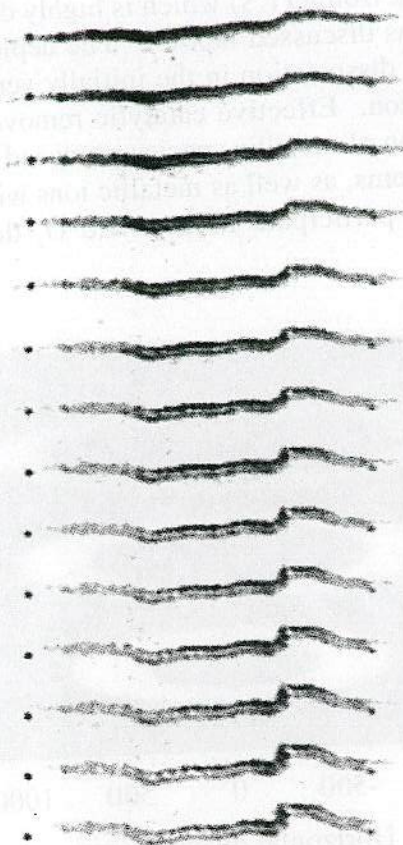


Figure 6. Altitude dependent decay of emission during the first period from 15.0 to 34.5 seconds after the meteor (in intervals of 1.5 seconds). A star (left) is shown for brightness reference.

The two sides of the tube do not have the same intensity at positions I and II (Figure 6). One side is brighter by up to 50% over the other. The integrated intensity of both tubular walls shows three distinct periods of decay, particularly below 90 km (Figure 5c, bottom graph). An initial fast decay (I) is followed by an increase in intensity, which after some time decreases again (II). At the end of the observing time the train decay rate slows significantly (III).

Phase (I) has a decay time of about 15 seconds, which is slightly altitude dependent. This altitude dependence is apparent when viewing the train intensity in the meteor video during the first 30 seconds (Figure

6). The brightness decays fastest at the lower altitude end of the train (left in Figure 6), while the higher altitudes follow in succession.

Phase (II) is characterized by the initial brightening of the train. The intensity peaks earliest towards the middle part of the trajectory, with mechanisms delaying the increase at very high and very low altitudes. The subsequent decay has a time constant of about 63 ± 2 s at 86 km, 70 ± 2 s at 89 km, 150 ± 20 s at 95 km, and about 190 s at 97 km altitude.

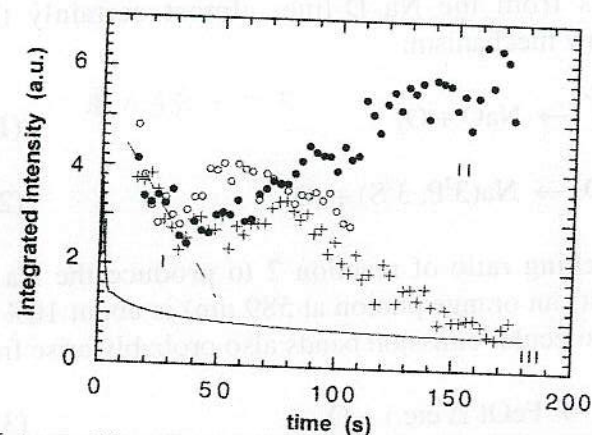


Figure 7. Integrated intensity variation of the knot (\bullet) and the total intensity of the loop (\circ), scaled to that of the "quiet" train at position I ($+$). Solid line shows a model fit for the height of 86 km (in units of 10^6 photons $\text{cm}^{-3} \text{s}^{-1}$).

This intensity increase during Phase (II) may be related to the brightening phenomenon that enhances the brightness of the loop between 90 and 94 km. The integrated intensity of the loop (box in Figure 4) is shown in Figure 7, in relation to the brightness of the linear part of the train at position II. At the end of the observation, the loop is the only part that remains clearly visible. A remarkable feature is the "knot" (marked in Figure 4), where wind shear appears to be particularly high at the beginning of the observations. We see that the tubular structure breaks down during bending and a wall of billowing emission is observed. Here, we find the quickest brightness increase, which is followed by a decrease that mimics the linear part of the train (open circles in Figure 7).

Phase (III) is most apparent in the high altitude part of the train, but also visible in position II. This phase represents the late stages of train evolution. It is well represented by our model calculations below.

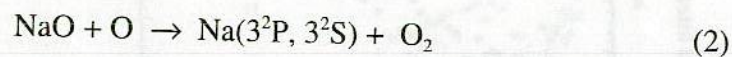
MSS-098

97

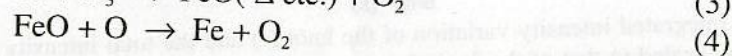
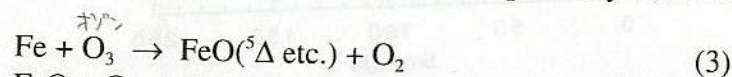
↑

4.1. A MODEL OF A PERSISTENT METEOR TRAIN

The persistent train luminosity is thought to be caused by the catalytic recombination of ozone and oxygen atoms by meteoric metal atoms (Chapman, 1956; Kolb and Elgin, 1976; Poole, 1979; Baggaley, 1980). Recent spectroscopic observations of persistent trains during the Leonid MAC mission and at the Weybourne Atmospheric Observatory in Norfolk (Jenniskens *et al.*, 2000b) have confirmed that the most intense emission arises from the Na D-line, almost certainly through the Chapman airglow mechanism:



where the branching ratio of reaction 2 to produce the Na (3^2P) state (which then emits an orange photon at 589 nm) is about 10% (Clemesha *et al.*, 1995). Molecular emission bands also probably arise from:



where reaction 3 is sufficiently exothermic to produce FeO in excited electronic states, leading to emission in the "orange arc" bands between 570 and 630 nm with about a 2 % efficiency (Helmer and Plane, 1994). Other metals such as Ca and K will also contribute to the overall emission intensity, but the ablated concentrations of these metals are much lower (Plane, 1991).

If we now assume that the twin tracks of the observed train are due to a luminous tube with a dark center when viewed from below (e.g. Figure 8), then the explanation for the dark center must be that O_3 , which "fuels" these chemiluminescent reactions, has been consumed. The same hypothesis was made independently in a recent paper by Kelley *et al.* (2000). Of course, these emissions also depend on atomic O to complete the catalytic cycles. However, O is in excess over O_3 by about 3 orders of magnitude in the ambient nighttime upper mesosphere, and the meteoric impact on the atmosphere causes the dissociation of O_2 to

produce additional O (the green tail of Leonid meteors, in particular, is caused by emission from O (${}^1\text{S}$) which is highly dependent on the atomic O concentration, as discussed below). The depletion of O_3 could arise both from thermal dissociation in the initially very hot train, and metal-catalysed destruction. Effective catalytic removal places a lower limit on the concentration of metallic species produced by ablation. Note that all neutral metal atoms, as well as metallic ions with the exception of the alkali metal ions, participate in catalytic O_3 destruction (Plane and Helmer, 1994).

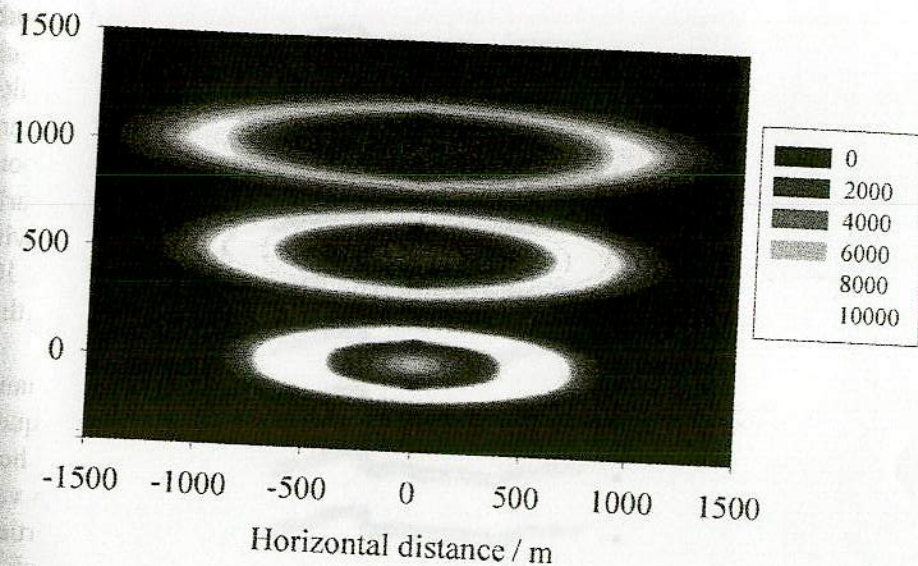


Figure 8. Three cross-sections through the persistent train at an altitude of 86 km, showing the modeled emission intensity at times 50s (bottom), 100s and 150s after the meteor. The 100 and 150 s sections have been displaced upward by 500 and 1000 m, respectively, for the purpose of presentation. The central emission patch visible at 50 s and 100 s is due to [OI] emission, the outer ring is due to chemiluminescence from metal atom reactions with ambient ozone.

We have therefore constructed a model of a Leonid meteor train in order to simulate the train expansion, the increase in wall thickness and the observed brightness variation as a function of position and time. The model makes the following assumptions:

1. The meteoroid ablates according to the deceleration equation (particle density = $3,200 \text{ kg m}^{-3}$, drag coefficient = 0.75 and shape factor = 1.2 for a sphere) and heat transfer equation (heat of sublimation = $2 \times 10^6 \text{ J kg}^{-1}$ and heat transfer coefficient = 0.5) given

by Hughes (1992). Fragmentation is not considered in this simple model. In order to provide sufficient metallic species to cause effectively total removal of O_3 in the centre of the train after 50 s, the initial meteoroid mass has to be in excess of 0.1 kg. The simulations shown here employed an initial mass of 0.2 kg, at the upper end of the estimated mass of the Chippenham meteoroid (see above).

- Even at the very low pressures of the upper mesosphere/lower thermosphere ($< 10^{-5}$ bar), the size and velocity of this meteoroid would create a turbulent wake (Reynolds number $> 2,000$). Thus we assume that the train radius is initially 30 m, in which the air is then heated almost instantaneously to 2,100 K. The resulting pressure increase by more than a factor of 10 creates a shock wave which expands radially. Assuming that this expansion occurs adiabatically, then the pressure will equilibrate with the background atmosphere when the radius is about 70 m, leaving a train temperature of about 1,100 K. This train radius and temperature are predicted to be nearly constant between 97 and 86 km (heights IV and I in Figure 4), with the concentration of ablated metallic species ranging from 2.5×10^9 to $9.9 \times 10^9 \text{ cm}^{-3}$ at these respective heights. The ambient O_3 within this initial train volume would be thermally decomposed.
- Following this very rapid expansion on a time-scale of less than a second (the speed of sound is 270 ms^{-1} in this region), the subsequent expansion of the train is controlled by the diffusion of mass and heat. For the modelling exercise presented here, this was allowed to vary as a function of height and be different in the horizontal and vertical, with the lower limit being the atomic diffusion coefficient of Na (Helmer and Plane, 1993).
- The reaction rate coefficients for 1–4 were taken from Plane and Helmer (1994). The relative concentrations of Na and Fe were assumed to be in their meteoritic ratio, about 1:8 (Plane, 1991).
- On the relatively short time scale of the train (minutes rather than hours), and particularly in the presence of elevated concentrations of atomic O, it is very unlikely that the metallic species would be able to form more stable reservoir compounds such as NaHCO_3 or $\text{Fe}(\text{OH})_2$. Indeed, between 85 and 100 km in the background atmosphere the meteoric metals are overwhelmingly in the atomic form (Plane *et al.*, 1999).
- The “green line” emission at 557 nm from the $O(^1S - ^1D)$ transition (termed [OI]) was assumed to be produced by the Barth mechanism with the absolute intensity calculated using the parameterisation of

Murtagh *et al.* (1990). Assuming that this emission dominates the train emission immediately after the meteor, then in order to simulate the observed decrease in intensity of the Chippenham train at longer times the model requires that about 15% of the O_2 in the initial train was dissociated.

The train model was then run with a spatial resolution of 25 meter and integration time-step of 0.2 seconds. Figure 8 shows cross sections through the modelled train at an altitude of 86 km at 50s, 100s and 150s after the meteor. Initially, strong [OI] emission is observed at the center of the trail because of the enhanced O atom concentration produced from dissociation of atmospheric O_2 by the meteor. The [OI] intensity is dependent on $[O]^3$, so that the intensity falls very quickly as the atomic O diffuses outwards from the centre of the train.

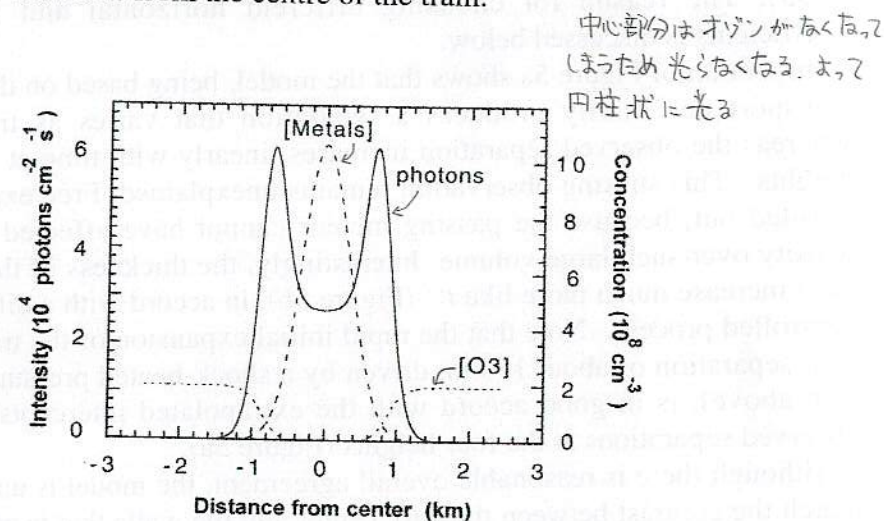


Figure 9. Variation in the metal atom and O_3 densities across the center of the trail at 98 km, 100 s after the meteor. The vertically integrated emission intensity which would be observed from the ground, is shown for comparison.

As shown in Figure 9, after 100 s the O_3 concentration within the train has been reduced by orders of magnitude by the combined effects of thermal decomposition and catalytic destruction. The concentration profile of the metallic species is approximately Gaussian, as expected for diffusion-controlled transport. The metallic emission is strongest at the edge of the train, where fresh ambient O_3 is diffusing inwards.

For reasonable diffusion rates, the model does account for the general widening of the train, the tubular structure, and the increase of the train width. The model also explains phase III in the brightness decay.

The model simulations of the wall separation, the wall thickness, and the integrated intensity are plotted as a function of time in Figure 5 for comparison with the observations at positions I–IV. In the case of the wall separation (Figure 5a), the model is able to simulate the “average” observed rate of separation over the first 180 s by using a horizontal diffusion coefficient ranging from $(5\text{--}7) \times 10^6 \text{ cm}^2 \text{ s}^{-1}$ between 86 and 97 km, and a vertical diffusion coefficient set to the larger of either the vertical eddy diffusion coefficient K_z employed in 2D atmospheric models [Garcia and Solomon 1994], or the molecular diffusion coefficient with a temperature $T^{1.8}$ dependence (Helmer and Plane, 1993). The reason for choosing different horizontal and vertical coefficients is discussed below.

Inspection of Figure 5a shows that the model, being based on diffusive transport necessarily produces a separation that varies as time $t^{1/2}$, whereas the observed separation increases linearly with time at all four heights. This striking observation remains unexplained. Free expansion is ruled out, because the passing meteor cannot have affected the air density over such large volume. Interestingly, the thickness of the walls does increase much more like $t^{1/2}$ (Figure 5b), in accord with a diffusion-controlled process. Note that the rapid initial expansion of the train to a wall separation of about 150 m, driven by a shock-heated pressure wave (see above), is in good accord with the extrapolated intercepts of the observed separations at the four heights (Figure 5a).

Although there is reasonable overall agreement, the model is unable to match the contrast between the dark center and the walls that is apparent in the images. Figure 10 illustrates the vertically integrated emission intensity across the train when viewed from below, comparing model and observation at 89 km, 160 s after the meteor. If the trail is indeed a cylinder with a luminous wall and dark center, then the model predicts that the contrast between the center and the brightest part of the walls, as seen from the ground, is about 0.5, remaining roughly constant with time. This factor arises simply from the fact that when viewed from the ground, the center is seen against the top and bottom of the cylinder and therefore cannot be very dark. By contrast, we observe an exponential decrease of contrast to about 0.1 after 120 s. The symbols in Figure 10 show the train cross-section between 153 s and 165 s at positions I and III. The data have been scaled to the model curve to compare the contrast

between the central minimum and the wall maxima. In fact, the lack of contrast in the model is all the more striking because we have maximised the contrast by using a smaller vertical diffusion coefficient to reduce the vertical transport of metallic species and fresh O_3 , thereby minimising the wall brightness in the top and bottom parts of the tube (Figure 8). The lack of contrast is not explained by decreasing the initial ozone concentration in the center faster, for example as a result of photodissociation of ozone by the meteoric UV light (Zinn *et al.*, 1999).

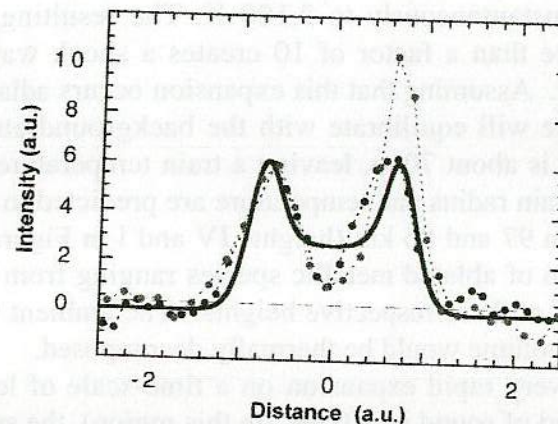


Figure 10. Contrast in brightness of center and walls in model (solid line) and observations. Model in units of $10^4 \text{ photons cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$.

Also, there are significant difficulties with modeling the brightness behavior (Figure 5c). The phase I decay is thought to be due to emission of the forbidden 557 nm $\text{O} (^1\text{S} - ^1\text{D})$ transition. Indeed, meteors of lesser brightness are known to have persistent emission on a time scale of about 10 seconds, sometimes referred to as the meteor “wake” (Halliday, 1958). This is a direct result of molecular oxygen dissociation by the meteor and has been well recorded in photographic and TV video spectra (e.g. Borovicka *et al.*, 1996). Figure 11 reproduces one of our own measurements, where it can be seen that the [OI] emission starts shortly after the meteor itself, peaks, and then rapidly decays. The model predicts that the [OI] emission in the Chippenham train would have been brighter at and below 90 km (positions I and II), since this is where more atomic O is produced in the meteor. The emission is predicted to decay on a time scale of only about 10 s (due to its $[\text{O}]^3$ dependence and the rapid outward diffusion of atomic O), rather than the observed 30–40 s

in phase I. Note also that the [OI] line intensity should be concentrated in the center of the train (Figure 8), rather than the train walls, whereas from Figure 6 it is clear that at least part of the early decay is the result of emission from the train walls.

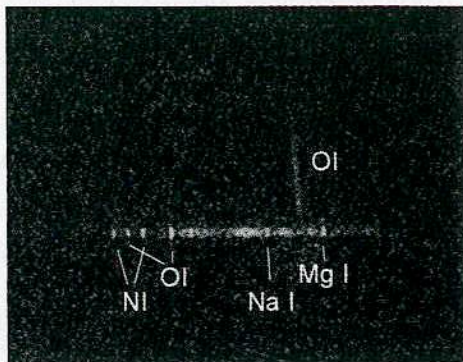


Figure 11. Forbidden line emission of OI in the wake of a -1 Leonid meteor (Nov. 17, 1998, 19:31:11 UT). This first order spectrum was taken with a low-resolution visible spectrometer onboard FISTA during the 1998 Leonid MAC (Jenniskens and Butow, 1999). The meteor moved from top to bottom. Short wavelengths are to the right.

The models predict very little change in intensity over the 174 s of observations that comprise Phase II in Figure 5c. This is because as the peak intensity of the walls decreases so the thickness of the walls increases with time, and hence the integrated intensity hardly changes. This behavior does reproduce the phase III behavior as signified by the decay of intensity observed at altitudes above 90 km, and also correctly predicts that the intensity at lower altitudes of 86 and 89 km will eventually decrease to similar levels. However, the complex time evolution of the intensity at these lower altitudes, particularly the intensity increase of Phase II, remains unexplained.

4.2. ALTERNATIVE TRAIN MODELS

The present model does not include a detailed treatment of small-scale turbulent mixing at the boundary of train and ambient air. The observations seem to suggest that wind shear enhances the observed luminosity, and the walls show clear signs of billowing. This could

increase the interfacial area between the train and surrounding air, enhancing the rate of chemiluminescent reactions between metallic species and O_3 . If such turbulence spread horizontally rather than vertically, this would help to explain the high contrast between train center and walls.

The model assumes that the longer-lived emission is due to metallic atoms reacting with O_3 . A rapid decline in train intensity, such as observed in phase II at 86 and 89 km, could be because of depletion of these metals. However, there are no reactions with background atmospheric constituents such as H_2O , CO_2 , O_2 etc. that will convert these species to stable forms on the time scale observed. The only other possibility is that these metals are reacting with the high concentration of silicates and other debris in the trail, although again the time scale of 200 seconds is very short.

In summary, the present model coupling meteor ablation with simple diffusive transport of the resulting train is able to account satisfactorily for some of the significant features of this unusual event. These include the appearance of two luminous tracks, the average rate of increase of their separation and thickness, and some aspects of the luminous emission decay. However, the model fails to explain the strikingly constant rate of separation increase, which cannot be diffusive in nature, and the complex variation of the emission with time at some altitudes, amongst others. Clearly, there is still much to be understood about the nature of persistent trains.

Acknowledgments

Amateur observers Sandy Osborough, Tim Hayes and Steve Evans are congratulated with their fine records of train and meteor. We are thankful for their kindness in making these records available for analysis. We also thank John Green and David Stephens at the University of East Anglia for helpful discussions on turbulent transport. This work forwards the goals of the Pro-Amat working group of IAU Commission 22. The work is supported by grants from NASA's Suborbital MITM and Exobiology programs, and by the NASA Advanced Missions and Technology program for Astrobiology. Editorial handling: Noah Brosch.

MSS-098

References

- Baggaley, W.J.: 1980, in Halliday, I., and McIntosh, B.A., (eds.), *Solid Particles in the Solar System*. IAU Symp. 90, pp. 85–100.
- Borovicka, J., Zimmikoval, P., Skvarka, J., Rajchl, J., and Spurny, P.: 1996, *Astron. Astrophys.* **306**, 995–998.
- Borovicka, J., Stork, R., and Bocek, J.: 1999, *Meteoritics Planet. Sci.* **34**, 987–994.
- Chapman, S.: 1956, in A. Dalgarno, E.B. Armstrong (eds), *The Airglow and the Aurorae*, Permagon Press, New York, pp. 204–205.
- Clemesha, B.R., Simonich, D.M. Takahashi, H. Melo, S.M.L., and Plane, J.M.C.: 1995, *J. Geophys. Res.* **100**, 18909–18916.
- Garcia, R.R., and Solomon, S.: 1994, *J. Geophys. Res.* **99**, 12937–12951.
- Halliday, I.: 1958, *Astrophys. J.* **128**, 441–443.
- Hapgood, M.A.: 1980, *Nature* **286**, 582–583.
- Helmer, M., and Plane, J.M.C.: 1993, *J. Geophysical Res.* **98**, 23207–23222.
- Helmer, M., and Plane, J.M.C.: 1994, *Journal of the Chemical Society, Faraday Transactions* **90**, 31–37.
- Hughes, D.W.: 1992, *Space Science Reviews* **61**, 275–299.
- Jenniskens, P.: 1998, *Meteoritics Planet. Sci.* **33**, 955–957.
- Jenniskens, P., de Lignie, M., Betlem, H., Borovicka, J., Laux, C.O., Packan, D., and Kruger, C.H.: 1998, *Earth, Moon and Planets* **80**, 311–341.
- Jenniskens P., and Butow S.J., 1999, *Meteoritics Planet. Sci.* **34**, 933–943.
- Jenniskens P., Butow, S.J., and Fonda, M.: 2000, *Earth, Moon and Planets* **82–83**, 1–26.
- Jenniskens, P., Lacey, M., Allan, B.J., Self, D.E., and Plane, J.M.C.: 2000b, *Earth, Moon and Planets* **82–83**, 433–442.
- Kelley, M.C., Gardner, C., Drummond, J., Armstrong, W.T., Liu, A., Chu, X., Papen, G., Kruschwitz, C., Loughmiller, P., and Engleman, J.: 2000, *Geophys. Res. Lett.* **27**, 1811–1814.
- Kolb, C. E., and Elgin, J. R. (1976), *Nature* **263**, 488–490.
- Murtagh, D.P., Witt, Stegman, J., McDade, I.C., Llewellyn, E.J., Harris, F., and Greer, R.G.H.: 1990, *Planetary and Space Science* **38**, 43–53.
- Plane, J.M.C.: 1991, *International Reviews of Physical Chemistry* **10**, 55–106.
- Plane, J.M.C., and Helmer M.: 1994, In: *Research in Chemical Kinetics*, G. Hancock and R.G. Compton, eds, Elsevier, Amsterdam, 313–367.
- Plane, J.M.C., Cox, R.M., and Rollason, R.J.: 1999, *Advances in Space Research* **24**, 1559–1570.
- Poole, L.M.G.: 1979, *J. of Atmosph. Terr. Phys.* **41**, 53–64.
- ReVelle, R.O., and Whitaker, R.W.: 1999, *Meteoritics Planet. Sci.* **34**, 995–1005.
- Spurny, P., Betlem, H., Van 't Leven, J., and Jenniskens, P.: 2000, *Meteoritics Planet. Sci.* **35**, 243–249.
- Zinn, J., Wren, J., Whitaker, R., Szymanski, J., ReVelle, D.O., Priedhorsky, W., Hills, J., Gisler, G., Fletcher, S., Casperson, D., Bloch, J., Balsano, R., Armstrong, W.T., Akerlof, C., Kehoe, R., McKay, T., Lee, B., Kelley, M.C., Spalding, R.E., and Marshall, S.: 2000, *Meteoritics Planet. Sci.* **34**, 1007–1015.

DUST PARTICLES IN THE ATMOSPHERE DURING THE LEONID METEOR SHOWERS OF 1998 AND 1999

NINA MATESHVILI, IURI MATESHVILI, GIULI MATESHVILI,
LEV GHEONDJIAN, AND ZURAB KAPANADZE

Abastumani Astrophysical Observatory, Alexander Kazbegi av. 2a, Tbilisi 380060,
Republic of Georgia
E-mail: matesh@yahoo.com

(Received 1 June 2000; Accepted 14 July 2000)

Abstract. November twilight sounding experiments carried out in the Abastumani Astrophysical Observatory including the Leonid showers of 1998 and 1999 provided an opportunity to obtain height distributions of dust of meteoric origin between 20 km to 140 km altitudes. The formation of several dust layers and their subsequent descent and dissipation were observed during these periods. The layers at 117 km and 54 km were estimated to consist of particles of 0.01 μm and 21–23 μm radii respectively, according to settling velocities of these layers. The particle number density at 117 km altitude was estimated to be $\sim 30 \text{ p cm}^{-3}$.

Key words: Aerosols, Leonid meteor shower, meteors, terrestrial atmosphere, twilight sounding method.

1. Introduction

We are presenting in this article some observational results from a twilight sounding method carried out at the Abastumani Astrophysical Observatory, Georgia, during the 1998 and 1999 Leonid meteor showers. The ability of twilight events to serve as a sounding mechanism for the vertical distributions of fine dust particles suspended in the atmosphere between 20 km to 150 km relies on the fact that, at every given moment during twilight, the bulk of the scattered sunlight comes to an observer from a distinct and rather narrow atmospheric layer. Its altitude depends on time and may be calculated. The lower cut-off of this scattering layer is determined by the shadow of solid Earth and of a dense tropospheric air above the terminator region. Its upper boundary is a surface above which the total scattered light is negligible in comparison with the light coming from the lowest sunlit layer at the moment of measurement due to an exponential decrease of the air density. An extra amount of a

MID-INFRARED SPECTROSCOPY OF PERSISTENT LEONID TRAINS

RAY W. RUSSELL, GEORGE S. ROSSANO,
MARK A. CHATELAIN, DAVID K. LYNCH,
TED K. TESSENHORN, ERIC ABENDROTH, AND DARYL KIM

Space Science Applications Laboratory,
The Aerospace Corporation, M2-266, P.O. Box 92957, Los Angeles, CA 90009-2957 C \leftrightarrow O C \leftrightarrow H
E-mail: Ray.W.Russell@aero.org

and

PETER JENNISKENS

SETI Institute, NASA ARC, Mail Stop 239-4, Moffett Field, CA 94035

(Received 16 August 2000; Accepted 1 September 2000)

分子間振動で赤外線発光
分子の質量が重いと振動は遅く
航空機から赤外スペクトルを
初めて得られた。ただし解像度
が低い

Abstract. The first infrared spectroscopy in the 3–13 micron region has been obtained of several persistent Leonid meteor trains with two different instrument types, one at a desert ground-based site and the other on-board a high-flying aircraft. The spectra exhibit common structures assigned to enhanced emissions of warm CH₄, CO₂, CO and H₂O, which may originate from heated trace air compounds or materials created in the wake of the meteor. This is the first time that any of these molecules has been observed in the spectra of persistent trains. Hence, the mid-IR observations offer a new perspective on the physical processes that occur in the path of the meteor at some time after the meteor itself has passed by. Continuum emission is observed also, but its origin has not yet been established. No 10 micron dust emission feature has been observed.

Keywords: Meteors, meteoroids, mid-IR spectroscopy, persistent trains

1. Introduction

Spectroscopy of meteors and persistent trains in the infrared (IR) part of the spectrum from about 3 to 13 microns has long been expected to be a useful tool in our efforts at understanding the composition of meteoroids



and how they interact with the Earth's atmosphere (Jenniskens and Butow, 1999).

Shower meteoroids originate in the dust grains thrown off from parent comets, 55P/Tempel-Tuttle in the case of the Leonids, and follow similar orbital paths for long periods of time. Our group at The Aerospace Corporation has been studying the thermal spectra of comets for many years (e.g., Hanner *et al.*, 1994) in order to determine the temperature, composition, and morphology of cometary dust grains. In the case of comet 55P/Tempel-Tuttle, the thermal IR emission of dust in the comet coma showed a gray body behavior that is typical of large grains or organic materials (Lynch *et al.*, 2000), but not very diagnostic of the detailed nature of the grains.

During the heating of the grains as they interact with the atmosphere as meteors, meteoroid fragments, molecules, or even atoms are separated from the grain in a process of ablation (Boyd, 2000; Popova, 2000), and are heated sufficiently to exhibit spectral signatures that could shed additional light on at least the underlying composition of these grains. The thermal emission from the heated grains striking the atmosphere will appear first in the long wave IR, and shift to shorter wavelengths as the body gets hotter. The meteor's kinetic energy is sufficiently large to completely vaporize the meteoroid.

Moreover, the kinetic energy is sufficiently large to heat a significant volume of air in the mesosphere and lower thermosphere. Long persisting luminous glows are seen at visual wavelengths in the path of bright Leonid fireballs, called "persistent trains," which allow pointing at and tracking of this heated air.

The first published mid-IR broadband detections of meteors, but no spectra, were obtained during the 1998 Leonid Multi-instrument Aircraft Campaign (Jenniskens and Butow, 1999) and are presented in Rossano, *et al.* (2000). The problem with attempts at IR spectroscopy of transient phenomena such as meteors has been the difficulty in capturing the signals themselves with IR sensors with sufficient sensitivity, a large enough spatial field of view and yet fine enough spatial resolution, and spectral resolution to permit the analysis of these phenomena. Major advances in recent years in IR sensor design, detector arrays, and data acquisition systems have created the capability to acquire, track, and measure these phenomena with sufficient sensitivity to provide meaningful datasets with which to investigate meteor-related phenomena.

- Borovicka, J. and Jenniskens, P.: 2000, *Earth, Moon and Planets* **82-83**, 399-428.
- Borovicka, J., Zimnikoval, P., Skvarka, J., Rajchl, J., and Spurny, P.: 1996, *Astron. Astrophys.* **306**, 995-998.
- Clemesha, B.R., Simonich, D.M., Takahashi, H., Melo, S.M.L., and Plane, J.M.C.: 1995, *J. Geophys. Res.* **100**, 18909-18916.
- Helmer, M. and Plane, J.M.C.: 1994, *J. Chem. Soc., Faraday Trans.* **90**, 31-37.
- Hertzberg, G.: 1966, *Molecular Spectra and Molecular Structure. III. Electronic Spectra and Electronic Structure of Polyatomic Molecules*. D. Van Nostrand Company Inc., Princeton, New Jersey, 745 pp.
- Jenniskens, P., Nugent, D., and Plane, J.M.C.: 2000, *Earth, Moon and Planets* **82-83**, 471-488.
- Massey, P., and Foltz, C.B.: 2000, *Publ. Astron. Soc. Pacific* **112**, 566-573.
- Rajchl, J., Bocek, J., Ocnas, D., Skvarka, J., Zimnikoval, P., Murayama, H., and Ohtsuka, K.: 1995, *Earth, Moon and Planets* **68**, 479-486.
- Rowe, B. R., Fahey, D. W., Ferguson, E.E., and Fehsenfeld, F.C.: 1981, *J. Chem. Phys.* **75**, 3325-3328.
- Trowbridge, C.C.: 1907, *Ap. J.* **26**, 95-116.
- West, J. B. and Broida, H.P.: 1975, *J. Chem. Phys.* **62**, 2566-2574.

This paper reports the first mid-IR spectra of Leonid persistent trains obtained with an imaging spectrograph, taking full spectra with each scan, situated onboard the 1999 Leonid Multi-instrument Airborne Campaign (Leonid MAC) on a mission to the Mediterranean, and with a wavelength-scanning spectrometer on the ground at the Starfire Optical Range at Kirtland AFB in New Mexico.

2. The Observations

The data were acquired with the Aerospace Mid-wave InfraRed Imaging Spectrograph (MIRIS) and the Circular Variable Filter wheel spectrometer (CVF). The MIRIS uses a liquid nitrogen-cooled 2D 256 x 256 InSb array and a grism (combination grating and prism, Rossano *et al.* 2000) to obtain long-slit spectra and zeroth order broadband images in the 3-5.5 micron spectral region (*ibid*). The slit was constructed to permit slitless spectroscopy and imaging of meteors in the center 128 rows of the array, and also to permit narrow slit (5 pixels wide in the dispersion direction) spectroscopy of meteor persistent trains in the 64 rows near the top of the array and the 64 rows near the bottom of the array. MIRIS was deployed aboard the USAF Flying Infrared Signature Technology Aircraft (FISTA) as part of the 1999 Leonid MAC effort (Jenniskens *et al.*, 2000). The spectral resolving power is about 50 (due to the extended nature of the source and the slit width), and spatial pixel size was about 0.8 mrad (0.046 °). The sensor viewed the sky through a ZnSe window while the FISTA was flying at about 10-12 km, where the sensor was above the majority of the Earth's atmosphere and more than 99% of the water vapor. Complete spectra were obtained at 24 frames per second with an observing efficiency of about 40%, generating gigabytes of data during the MAC.

The CVF uses three multi-layer interference wedges and an Si:As back-illuminated blocked impurity band (BIBIB) detector element cooled to liquid helium temperatures to obtain spectroscopy from 2.5 to 14.5 microns with a spectral resolving power of about 60, with an off-axis parabola as the collecting optic in a custom setup created for this event. It was mounted on a steerable alt-azimuth telescope mount at the Starfire Optical Range (SOR), Kirtland AFB (New Mexico), and the field of view was approximately 0.25 degree. Data were obtained in a step-and-integrate mode as DC voltages with the sensor viewing the sky or sky plus meteoroid train. Each spectrum required about 5-10 minutes

to acquire. Spectra on the meteor trains were compared to spectra of the sky at the same elevation angle but at a slightly different (delta of about 15°) azimuth. Sky spectra were very consistent over the course of the night, facilitating the accurate subtraction of atmospheric and sensor emissions contributing to the spectral signals measured while observing the persistent meteor trains.

The wavelength calibration of the MIRIS was achieved through the use of known absorption features in calibrated pieces of plastic and was good to about 0.03 microns. The plastic materials, none of which was a commercial calibration product, were taken from a variety of sources and their absorption wavelengths calibrated on a Fourier Transform spectrometer. The CVF wavelength calibration was performed with an Oriel single-pass grating monochromator to better than 0.3 of a spectral resolution element, where a spectral resolution element is about 0.017 times the wavelength. The radiometric calibrations of both sensors were accomplished through observations of extended blackbodies designed and built for this purpose at The Aerospace Corporation. These sources have been compared to NIST-traceable cavity blackbodies and shown to have an emissivity of about 95–98% over the entire spectral range of interest here except in the 8–10 micron region, where a small (~10%) dip is observed due to glass beads in the 3M Black Velvet paint used to coat the blackbodies. The blackbodies are heated by Kapton-coated extended heater elements and controlled through either an automatic servo-controlled heater or by manual control of a Variac transformer, in both instances using thermocouples on the blackbodies to determine the temperature of the sources. There is an absolute temperature uncertainty in the surfaces of the blackbodies of about 1–2 K due to the uncertainty from the thermocouple and the paint thickness and non-uniformities over the surface of the blackbodies. The temperature stability was typically 0.2 K.

Both IR sensors utilized bore-sighted optical sensors (CCDs) to obtain starfield information for pointing determination and for direct simultaneous viewing of the meteor trains that were being measured in the IR. Pointing alignment between the IR and visible scenes was verified using bright sources such as the moon and man-made sources (landing strip lights). At SOR, initial visual sightings of the trains led to verbal direction to steer the sensors toward a particular part of the sky, and then visible CCD images were used to guide the commanding of the telescope mount to perform fine positioning of the IR beam onto the train. For the FISTA observations, initial detections in the visible caused

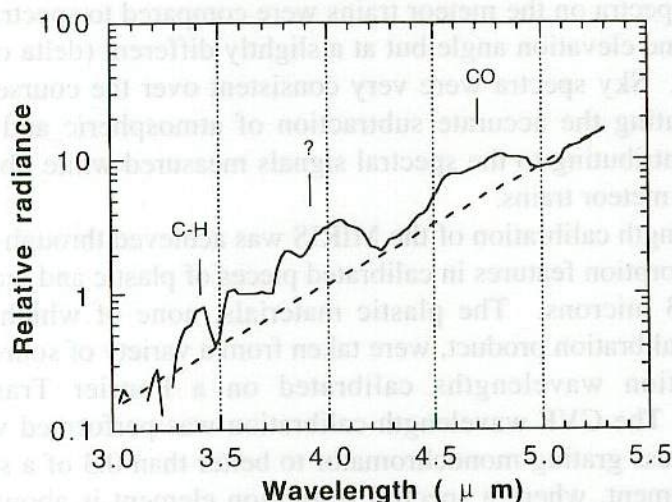


Figure 2b. Semi-log plot of the intensity from the "Y2K" train at 04:02:19 UT reported by MIRIS.

The same data are shown in a semi-log plot to bring out the molecular bands superposed on a continuum rising towards five microns (Figure 2b). Note that the alternative placement of the continuum, with a CO_2 band in absorption, is a less likely choice because it would imply a very high abundance of absorbing molecules and / or solid materials in atmospheric windows from 3.4–4 μm and around 5 μm , for example.

The nature of this continuum is not understood at this time. We are trying to assess the relative likelihood of thermal emission by small solid particles versus a molecular origin such as blended water vapor lines typically found in this part of the spectrum. No optically thick (blackbody) or thin (graybody) thermal emission at $T > 1000$ K, such as would be seen from hot dust grains, has been detected at this time after the passage of the meteor. Such a hot thermal emission would have resulted in a continuum rising towards shorter wavelength in this regime.

3.2. CVF RESULTS

Ground-based CVF data were obtained on five trains that occurred during the nights of Nov. 17 and 19, 1999 UT. Due to cloud cover on the night of the peak of the shower (Nov. 17/18), no spectra were collected that night. The IR signatures were observed to last at least as long as the visible signatures, in some cases more than 20 minutes. On

1455-99

a command to turn the plane to a proper heading, and then the eyeball mount was steered by hand while monitoring the CCD image to position the slit of the IR sensor on the train.

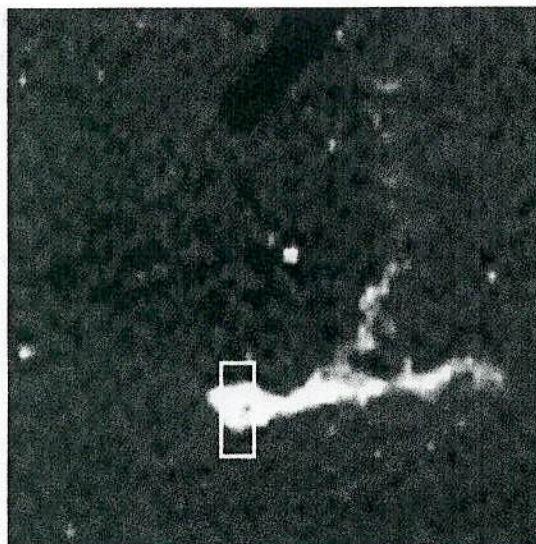


Figure 1. Approximate position of the MIRIS slit on the "Y2K" persistent train at 04:02:19 UT on Nov. 18, 1999. The white box indicates the location of the MIRIS slit and the dark marker in the top center of the image was used for positioning the camcorder relative to the image intensifier.

3. Results

3.1. MIRIS RESULTS

The airborne MIRIS data were obtained the night of the storm, 18 Nov. 1999 UT, with the best spectrum recorded being that of the so-called "Y2K" train (Figure 1), caused by a -13 magnitude Leonid fireball at 04:00:29 UT (Jenniskens and Rairden, 2000). The train was observed from about 04:02 to 04:09 UT. During our observations, the train was at an altitude of 83.2 ± 1.0 km, which corresponds to positions 14–18 in Jenniskens and Rairden (2000), at a distance of 205 km from the FISTA aircraft and 19° above the eastern horizon at the airplane's altitude.

The train was observed by MIRIS in both zeroth and first orders. It was first observed as a zero order image in the slitless region of the

spectrograph, and then MIRIS was repositioned to place the brightest part of the train onto the narrow slit which spanned the upper 64 rows of the array. The train spectrum was observed over approximately 8 rows up and down the narrow slit. Adjacent rows on the array do not show the enhanced signal levels seen on the train and were used to subtract the signals due to sky emission and instrumental background from the train spectra. An average scan was made of about 20 frames, representing 10 msec exposure each at 1m50s after the fireball, at a time when the brightest part of the train was first positioned in the slit of the spectrograph (Figure 1).

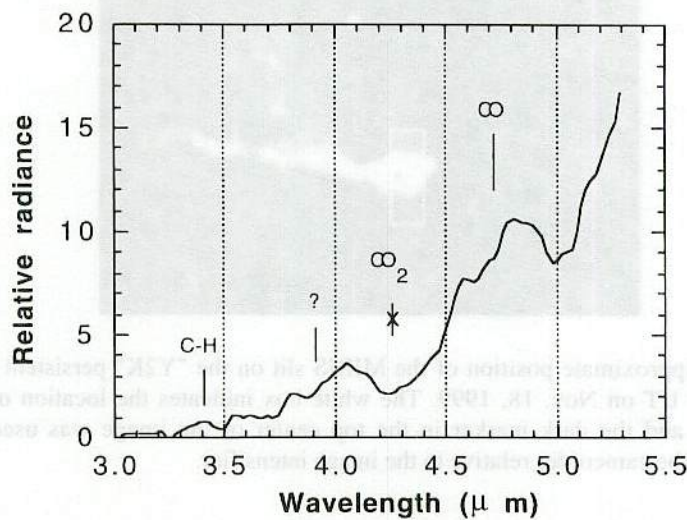


Figure 2a. Linear plot of the intensity from the "Y2K" train at 04:02:19 UT reported by MIRIS.

Figure 2a shows the MIRIS data on a linear plot. Superposed on a continuum that rises towards longer wavelengths are seen several broad emission features. A small feature at 3.4 micron is readily identified as the C-H stretch vibration band, possibly of the molecule CH_4 or some C-H bearing complex organic molecules. The strong emission feature between 4.4 and 5.0 microns is attributed to emission from CO (see Section 4). Surprisingly enough, no CO_2 emission is detected around 4.3 microns. Strong emission bands in the 3.5–4.2 micron region of the train spectrum remain unexplained at this time.

the first night at SOR, some of the trains that were seen in the visible had dimmed by the time the platform was pointed in their direction and the IR data were taken even though the visible evidence of the trains on the CCD images was gone. However, IR spectra similar in nature to those shown here were still obtained, suggesting that the IR signatures were longer-lived than the visible emissions.

We present spectra and discuss two trains. The "Puff Daddy" train was caused by a bright Leonid meteor at 10:05 UT on Nov. 19, Az = 34, El = 35. A second train was observed following a bright Leonid at 12:26 UT on Nov. 19, Az = 0, El = 29 to 34 (the trail started at an elevation of 29 degrees, and drifted up to an elevation of 34 degrees, while the instrument tracked the trail as it drifted). Most data pertain to the "Puff Daddy" train, which was about 150–200 km away from the observers at an elevation angle of about 30 degrees.

Three narrow wavelength regimes were studied in coarse spectral steps first. Those wavelength regimes were chosen with the expectation that nitrogen-bearing molecular and CO₂ molecular emissions similar to those seen in auroral displays might be emitting in the meteor train. These narrow wavelength regions are the small pieces shown in Figures 3, 5, and 6. However, because the signal appeared to peak outside the chosen narrow wavelength pieces and we really did not know what to expect, it was decided to map the full wavelength regime (2.5–14.5 microns), which resulted in the full scans shown in Figures 3, 5, and 6. While each wavelength position was integrated and stored, the train gradually decreased in intensity and the spectral shape may also have changed during the scan. It took about 5 minutes to obtain the three narrow regions, and approximately an additional 20 minutes to obtain the three complete spectra. At this point, the train was about 26 minutes old.

3.2.1. The 2.50–4.35 micron wavelength region (wedge 1)

Figure 3 shows the data obtained with the CVF over the short wavelength filter wedge with the emission due to the C-H stretch vibration band prominent at 3.3–3.4 microns. The unidentified emission band at 3.7–4.2 microns is present in the CVF data as well as in the MIRIS data at about the same relative intensity compared to the C-H stretch vibration. Unlike for the MIRIS data, a very rapid increase coinciding with an onset of the CO emission band occurs above 4.0 microns. The data do not appear to have saturated above 4.4 microns and the rapid increase should represent the spectral band shape.

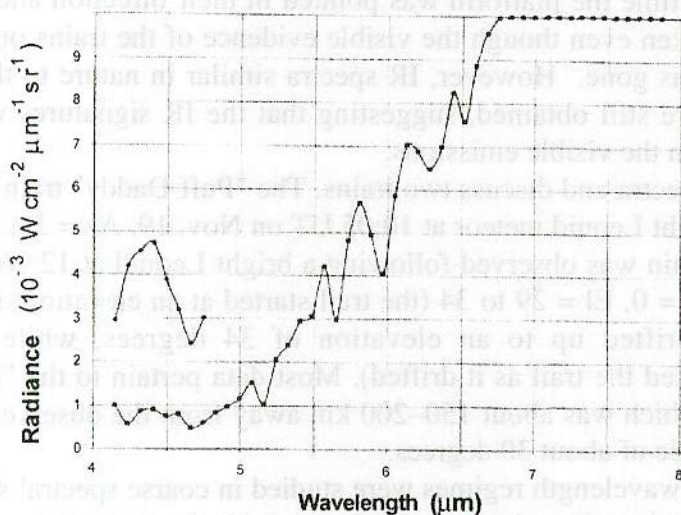


Figure 5. CVF spectrum of the train of meteor 10:05 UT Nov. 19, 1999, taken at 10:16 UT, with a strong H_2O emission peak. Inset shows the earlier narrow scan at time 10:07 UT, with strong CO_2 emission at 4.3 microns (same units as Figure 4).

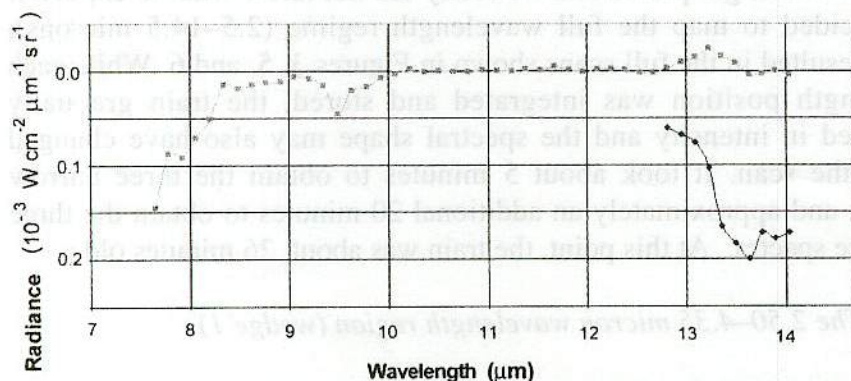


Figure 6. CVF spectrum from 7.5 to 14.5 microns of the same train observed to obtain the data shown in Figures 3 and 5. The data acquisition consisted of taking the short pieces in all three figures first, followed by the acquisition of the entire 2.5 to 14 micron spectrum. The strong absorption seen near 13 – 14.5 microns is unexplained, as is the dip from 7.7 to 8.3 microns (same units as Figures 4 and 5).

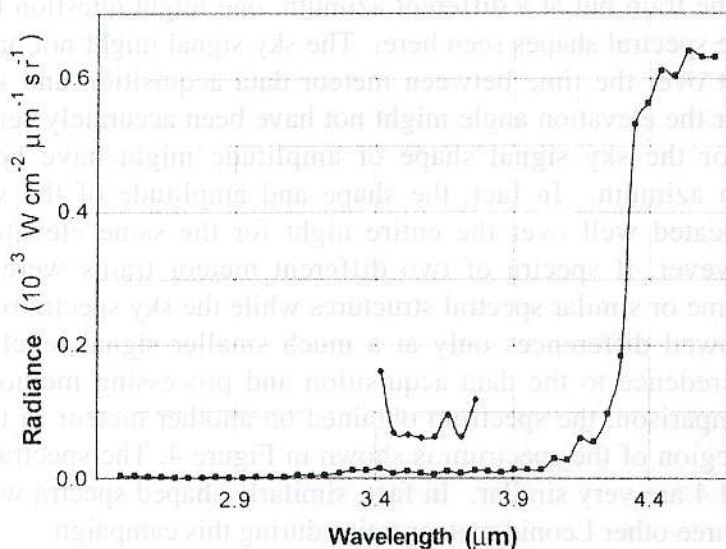


Figure 3. C VF spectra of the train of the meteor that occurred shortly before 10:06 UT, Nov. 19, 1999. The measurements were started at 10:06 UT (short spectrum) and at 10:11 UT (full scan). The effect of the decreasing train intensity between the acquisition of the narrow spectral piece and the full coverage can be seen.

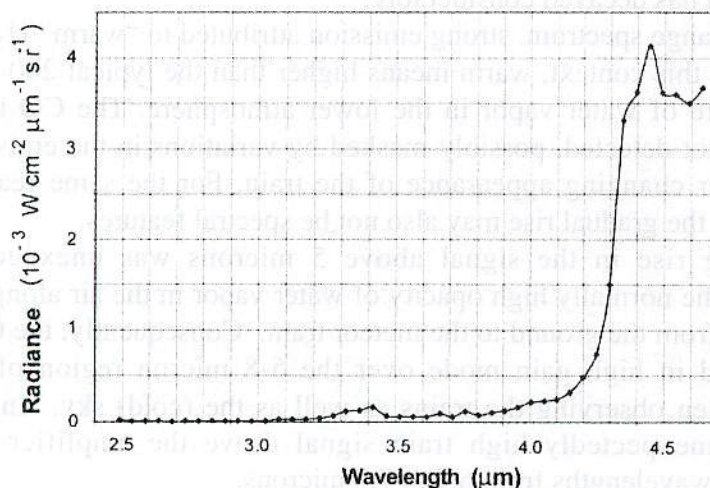


Figure 4. Short wavelength wedge C VF scan of the train of a second meteor at 12:26 UT. These data were taken from 12:27 to 12:32 UT Nov. 19, 1999. Compare to Figure 3.

Given the manner in which the data were taken and processed, that is, by subtracting the spectra obtained while observing the sky at the same elevation as the train but at a different azimuth, one might question the validity of the spectral shapes seen here. The sky signal might not have been constant over the time between meteor data acquisition and sky acquisition, or the elevation angle might not have been accurately set or maintained, or the sky signal shape or amplitude might have been dependent on azimuth. In fact, the shape and amplitude of the sky spectrum repeated well over the entire night for the same elevation angles. However, if spectra of two different meteor trains were to exhibit the same or similar spectral structures while the sky spectra over the night showed differences only at a much smaller signal level, it would lend credence to the data acquisition and processing methods. Thus, for comparison, the spectrum obtained on another meteor in this wavelength region of the spectrum is shown in Figure 4. The spectra of Figures 3 and 4 are very similar. In fact, similarly shaped spectra were obtained on three other Leonid meteor trains during this campaign.

3.2.2. The 4.3–7.8 micron wavelength range (wedge 2)

The detection of the CO₂ band with the CVF occurs only during the first quick scan of one of the three wavelength regions (Figure 5). The band is detected between 4 and 5 microns. In the subsequent full-range scan, the CO₂ emission has decayed considerably.

In the full range spectrum, strong emission attributed to "warm" H₂O is observed. In this context, warm means higher than the typical 200–300 K temperature of water vapor in the lower atmosphere. The CO band emission is not detected, possibly masked by variations in the emission from the ever changing appearance of the train. For the same reason, variations on the gradual rise may also not be spectral features.

The strong rise in the signal above 5 microns was unexpected, considering the normally high opacity of water vapor in the air along the line of sight from the ground to the meteor train. Consequently, the CVF was operated in high gain mode over the 5–8 micron region of the spectrum when observing the trains as well as the (cold) sky. In this mode, the unexpectedly high train signal drove the amplifier into saturation at wavelengths from 6.7 to 7.8 microns.

3.2.2. The 8–14 micron wavelength range (wedge 3)

The data acquisition in wedge 2 is stopped after 7.8 microns, the gain changed from high to low, the filter wheel advanced to the third filter wedge, and the user prompted for an input that it is OK to continue the data acquisition. This procedure takes more than enough time for the saturation effect of the instrument to go away in the next (8–14 micron) range, and the change to low gain also speeds up the electrical recovery from saturation.

Figure 6 shows the CVF data of the long wavelength regime from the same train that was observed to obtain the data shown in Figures 3 and 5. The scale is significantly expanded. This spectrum exhibits a puzzling downturn at wavelengths greater than 13 microns, which was more prominent in the earlier narrow spectral scan than in the later full scan. This occurs in the part of the spectrum dominated by the edge of the 16-micron atmospheric CO₂ band. The decreased emission longward of 13 microns was seen in all three trains observed with the CVF at these wavelengths.

The full scan taken later in time also exhibits an unexplained dip in the 7.7 to 8.3 micron region. (The small negative signal from ~8.3 to 10 microns is consistent with the uncertainty in the sky subtraction process, and the 9.6 micron dip may well be due to the known azimuth-dependence of ozone emission from the sky.) There is not enough additional data around 8 microns on other trains to address the reality of this dip in the train spectrum, and it seems inconsistent with the large excess observed with wedge 2 (Figure 5) just a short time before. We believe the multiple train observations of the enhanced 5–8 micron emission and the 13–14 micron dips are evidence for those features being real, but we do not have enough data for the 7.7–8.3 micron region to make a similar claim. Additional data will have to be acquired on more trains to address this issue.

4. Discussion

The emissions here reported do not originate from airglow-type chemistry that was proposed as an explanation for the optical luminosity features observed (Kelley *et al.*, 2000; Jenniskens *et al.*, 2000b). The mid-IR spectral features are assigned to enhanced emissions of CO, CO₂, CH₄ and H₂O, which may originate from heated trace air compounds or

It is not certain that the rise itself must be due to warm water vapor band emission centered at 6.24 microns, or whether there may be thermal dust continuum emission analogous to that seen in cometary spectra. However, the absence of strong continuum dust emission in the 8–13 micron region (wedge 3, Figure 6) argues against a broad thermal dust continuum with or without silicate emission, and is consistent with the rapid decline expected in warm water vapor emission beyond 7 microns.

One difficulty with the warm water vapor interpretation is that the warm gas must have a temperature above 200–300 K relatively long after the meteor, to avoid being completely absorbed by warm lower atmospheric water vapor between the ground-based observation station and the meteor train.

4.5. OTHER FEATURES

Given the detection of CO₂ band emission at 4.2 microns (Figure 5, narrow scan), it was expected that strong CO₂ band emission would arise above 13 microns in the first narrow scan of Figure 6. However, it is unknown how a lack of emission in the long wavelength 16 micron CO₂ band can be explained in relation to the distant train. The constancy of the atmospheric emission at these wavelengths over the course of the night implies much less variation over the relatively short time between the observations of the train and of the sky (at the same elevation angle, but slightly different azimuth, a few minutes later) than the difference between the train and the sky. As long as the atmospheric emission is constant, this strongly suggests that the observed dip is a real phenomenon, and not an artifact of the sky subtraction process. The fact that the dip was seen in all the train spectra at these wavelengths (at least 3) is viewed as evidence for some real effect other than inaccurate sky subtraction. As we expected most of the observed CO₂ emission to originate close to the sensor along the line of sight from the ground to the train, and not to originate in the train itself, additional modeling of the amount of emission and absorption as a function of position along the line of sight will be undertaken in an effort to understand the data.

4.6. SYNTHESIS

Given our understanding of meteor grains based on spectroscopy of parent cometary dust, it is unlikely that the molecules that we believe are responsible for the emission reported here existed in molecular form in

materials created in the wake of the meteor. None of the molecules detected here has been observed in the visible range. As such, the mid-IR observations offer a whole new perspective on the physical properties of meteor trains.

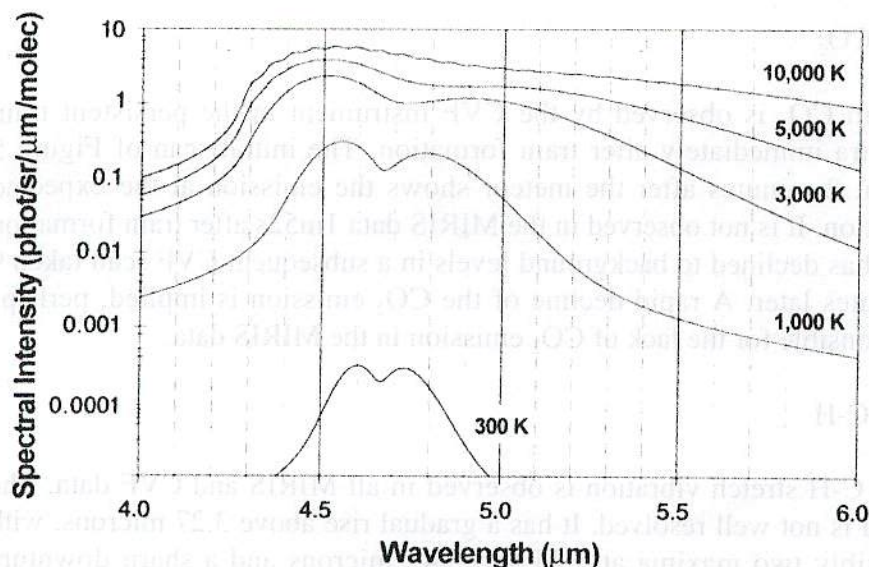


Figure 7. Model calculations for hot, optically-thin CO molecules. These spectra go from cool on the bottom to hot on the top. They have been smoothed to a resolving power of 100 to better compare the shapes with the train data.

4.1. CO

The shape of thermal emission bands can be used to determine the excitation temperature of the responsible molecules. Figure 7 shows calculations for the CO molecule that is believed to be responsible for the band between 4.4 and 5.0 microns. The shape is significantly broader at the high temperatures of $T \sim 5,000$ K and $T \sim 10,000$ K that are reported for the hot and warm visible emissions from meteors. The train emission is more typical for a gas at $T \sim 300$ K, which is consistent with the observation by Borovicka and Jenniskens (2000) that the Y2K train temperature decreased from $\sim 4,500$ K to $\sim 1,200$ K in a mere two seconds. It is also consistent with the results from Chu *et al.* (2000), which determined the temperature of sodium emission from persistent trains using LIDAR measurements of the Doppler broadening of the

resonant scattering profile. Chu *et al.* (2000) found elevated gas temperatures of about 230 K at 92.2 km altitude and 260 K at 92.35 km altitude, which is ~50 K above the background ambient Na temperature of 210 K, observed 2.9 minutes after the meteor's first appearance. This time lapse is similar to that present for our observations.

4.2. CO₂

Warm CO₂ is observed by the CVF instrument in the persistent train spectra immediately after train formation. The initial scan of Figure 5 about 2 minutes after the meteor shows the emission at the expected position. It is not observed in the MIRIS data 1m52s after train formation and has declined to background levels in a subsequent CVF scan taken 9 minutes later. A rapid decline of the CO₂ emission is implied, perhaps responsible for the lack of CO₂ emission in the MIRIS data.

4.3. C-H

The C-H stretch vibration is observed in all MIRIS and CVF data. The band is not well resolved. It has a gradual rise above 3.27 microns, with possibly two maxima at 3.35 and 3.42 microns and a sharp downturn above 3.46 microns (see first scan Figure 3).

The 3.4 microns feature in room temperature cometary dust typically has a similar asymmetric peak with a broad maximum at 3.38 microns and a steeper downturn at the long wavelength edge (e.g. Encrenaz and Knacke, 1991), and is characteristic of complex organic matter rich in CH₂ and CH₃ groups. Additional modeling will be required for the detailed interpretation of the origin of the emission structure, but the Occam's Razor assignment would be to the simple, easy to form, prevalent molecule CH₄. However, we can't rule out more complex molecules or even organic solids at this time.

4.4. H₂O

As we consider wavelengths long-ward of 5 microns in Figure 5 (and the implication of the trend in the MIRIS data in Figure 2a), we see a gradual rise towards 6.7 microns. It is likely that the gradual rise is followed by a decline of emission at wavelengths above 6.7 microns as suggested by subsequent observations in the 8–14 micron range.

the meteor. It is more likely that the observed emissions are due to heating of ambient air molecules (atmospheric molecules that existed prior to the passage of the meteor), all of which are present (albeit at very low densities) at altitudes of ~85 km in the quiet atmosphere before passage of the meteor.

It is also possible that the interaction of the meteor with the Earth's atmosphere at 72 km/sec caused material to ablate and vaporize, forming a hot atomic gas. The laboratory analyses of chondritic interplanetary dust particles that include dust of cometary origin show the presence of silicate minerals and organic matter (Rietmeijer and Nuth, 2000). Thus, the dust grains that made up the meteor could be sources for the atoms in the gas species that we observed. The evolved atomic gas from the ablation process cooled and formed the excited molecules whose IR emissions are reported here.

Future work will use the Modtran software package to ascertain whether the water vapor could be ambient atmospheric molecules excited by the passage of this meteor, or whether the very dry conditions at the meteor altitude of ~85 km combined with the strength of the emissions suggests or requires that the hydrogen and oxygen came from organic and mineral components in the meteor, respectively. Note that this does not require that the meteor body contained water (such as in layer silicate minerals) or water ice. Vaporization of the meteor body may have broken down organic and inorganic materials into atomic species, thus freeing the hydrogen and oxygen necessary to produce the water seen in emission in these data.

Further evidence may also be present in the totality of the current set of data. The MIRIS data from multiple pointings at the train (as opposed to the single spectrum shown here), and over a seven minute time span, will provide a series of spectra that follows the CO and C-H emission evolution over time. These data are expected to provide detailed information about the temperature evolution in the train and the physical conditions in the meteor path for the long time scales at which organic chemistry and metal atom chemistry between meteor material and ambient air molecules occurs.

5. Summary

IR spectroscopy of persistent Leonid meteor trains shows prominent molecular band emissions at 3.4, 4.0, 4.3, 4.7, and 6–7 microns. The

BUOYANCY OF THE "Y2K" PERSISTENT TRAIN AND THE TRAJECTORY OF THE 04:00:29 UT LEONID FIREBALL

PETER JENNISKENS

SETI Institute, NASA ARC, Mail Stop 239-4, Moffett Field, California 94035

E-mail: pjenniskens@mail.arc.nasa.gov

and

RICK L. RAIRDEN

Lockheed Martin Space Sciences Laboratory Dept L9-42, Bldg 255, 3251 Hanover

Street, Palo Alto, California 94304

E-mail: rairden@spasci.com

(Received 23 June 2000; Accepted 29 July 2000)

Abstract. The atmospheric trajectory is calculated of a particularly well studied fireball and train during the 1999 Leonid Multi-Instrument Aircraft Campaign. Less than a minute after the meteor's first appearance, the train curves into a "2"-shape, which persisted until at least 13 minutes after the fireball. We conclude that the shape results because of horizontal winds from gravity waves with a scale height of 8.3 km at 79–91 km altitude, as well as a westerly wind gradient with altitude. In addition, there is downward drift that affects the formation of loops in the train early on.

Keywords: Fireball, leonids 1999, lower thermosphere, mesosphere, meteor, persistent train, winds

1. Introduction

A bright fireball of absolute magnitude about -13 appeared over the isle of Corsica at 04:00:29 UT in the night of November 18, 1999. The fireball registered on three slit-less spectrographs onboard the Leonid Multi-Instrument Aircraft Campaign, probing various wavelength ranges in the near-UV, visual and optical near-IR. The fireball provided the first spectrum of a meteor's afterglow, which made it possible to study the cooling rate of the emitting gas in the first seconds after the meteor (Borovicka and Jenniskens, 2000). Once the afterglow had subsided, a luminous glow persisted for more than 13 minutes. Such persistent trains have eluded a better understanding for over a century (Lockey, 1869).



commonality of the spectra obtained from two platforms, one on the ground and one airborne, and with two dramatically different sensors, lends strong credence to the validity of the spectral structure seen emanating from these long-lived trains. Not all features have been identified with certainty. Obvious candidates are CH_4 , CO , CO_2 , and H_2O . No optically thick or thin thermal emission at > 1000 K has been seen to date, but continuum emission from cold ~ 300 K sources may be present. However, we have seen no evidence for expected emission in the wavelength region of the Si-O stretch vibration at 10 micron. The exact emission/excitation mechanisms for the long-lived (in some cases more than 20 minutes) IR signatures are still not understood. Future work will include modeling of the passage of the meteor through the atmosphere to investigate the heating and cooling of meteoric and atmospheric materials, and to model the molecular emissions at the various wavelengths to discriminate between atmospheric and meteoroid sources for the atoms.

Acknowledgments

We are grateful to the staff and crew of the FISTA and SOR, without whose strong support this work could not have been accomplished. This research is supported at The Aerospace Corporation by the Internal Research and Development program. The Leonid MAC was supported by NASA's Exobiology, Planetary Astronomy and Suborbital MITM programs, as well as by NASA's Advanced Missions and Technologies program for Astrobiology and NASA Ames Research Center. We thank Joe Kristl and his group at Space Dynamics Laboratory, Utah State University, for their assistance in the FISTA installation and operation, and for the loan of an eyeball mount and ZnSe window for use with MIRIS. Paul Zittel, The Aerospace Corporation, is acknowledged for providing the molecular emission spectra of CO. We thank referee Diane Wooden, whose comments helped improve the paper. *Editorial handling*: Frans Rietmeijer.

References

- Borovicka, J. and Jenniskens, P.: 2000, *Earth Moon and Planets* **82-83**, 399-428.
Boyd, I.D.: 2000, *Earth Moon and Planets* **82-83**, 93-108.

- Chu, X., Liu, A.Z., Papen, G., Gardner, C.S., Kelley, M., Drummond, J., and Fugate, R.: 2000, *Geophys. Res. Lett.* **27**, 1815–1818.
- Encrenaz, T. and Knacke, R.: 1991 in R.L. Newburn, Jr., M. Neugebauer, J. Rahe (eds.), *Comets in the Post-Halley Era*, Vol. 1, 107–137.
- Hanner, M. S., Lynch, D. K., and Russell, R. W.: 1994, *Astrophys. J.*, **425**, 274–285.
- Jenniskens, P. and Butow, S.J.: 1999, *Meteoritics Planet. Sci.* **34**, 933–943.
- Jenniskens, P. and Rairden, R.: 2000, *Earth, Moon and Planets* **82–83**, 457–470.
- Jenniskens, P., Butow, S.J., and Fonda, M.: 2000a, *Earth Moon and Planets* **82–83**, 1–26.
- Jenniskens, P., Nugent, D., and Plane, J.M.C.: 2000b, *Earth, Moon and Planets* **82–83**, 471–488.
- Kelley, M.C., Gardner, C., Drummond, J., Armstrong, T., Liu, A., Chu, X., Papen, G., Kruschwitz, C., Loughmiller, P., Grime, B., and Engelman, J.: 2000, *Geophys. Research Letters* **27**, 1811–1814.
- Lynch, D.K., Russell, R.W., and Sitko, M. L.: 2000, *Icarus*, **144**, 187–190.
- Popova, O.P., Sidneva, S.N., Shuvalov, V.V., and Strelkov, A.S.: 2000, *Earth Moon and Planets* **82–83**, 109–128.
- Rossano, G.S., Russell, R.W., Lynch, D.K., Tessensohn, T.K., Warren, D., and Jenniskens, P.: 2000, *Earth Moon and Planets* **82–83**, 81–92.

Acknowledgments

We are grateful to the staff and crew of the FISTA and SOR, without whose strong support this work could not have been accomplished. This research is supported at The Aerospace Corporation by the Internal Research and Development program. The Lunar MAC was supported by NASA's Exobiology, Planetary Astronomy, and Suborbital MTM program, as well as by NASA's Advanced Missions and Technologies program for Astrobiology and NASA Ames Research Center. We thank Joe Krstic and his group at Space Dynamics Laboratory, Utah State University, for their assistance in the FISTA installation and operation, and for the loan of an eyeball mount and Na2c window for use with MIRS. Paul Zittel, The Aerospace Corporation, is acknowledged for providing the molecular emission spectra of CO. We thank referee Diana Wooten, whose comments helped improve the paper. Editorial assistance: Frans Rickmaier.

References

- Encrenaz, T. and Knacke, R.: 1991, *Comets in the Post-Halley Era*, Vol. 1, 107–137.
- Jenniskens, P. and Rairden, R.: 2000, *Earth, Moon and Planets* **82–83**, 457–470.
- Jenniskens, P., Butow, S.J., and Fonda, M.: 2000a, *Earth Moon and Planets* **82–83**, 1–26.
- Jenniskens, P., Nugent, D., and Plane, J.M.C.: 2000b, *Earth, Moon and Planets* **82–83**, 471–488.

しし群流星痕対応 高感度カラーフィルム実写テスト

戸田雅之、比嘉義裕（日本流星研究会）

写真観測

流星痕の形状変化

- ・ 空間分解能の向上→望遠レンズを用いた写真観測
- ・ 時間分解能の向上→露出時間の短縮
- ・ カラーフィルムの使用→流星痕の短時間色変化の記録
- ・ 様々な参加者が予想されるキャンペーン観測→現像／プリントの手間の軽減

高感度カラーフィルムは使えるか？

この数年でフィルムの高感度化、微粒子化が進行している。

(例)

- ・ 現在のISO800フィルムの画質は10年前のISO400フィルムの画質に相当する。
- ・ 露光不足時の緑カブリが軽減されている。
- ・ 増感特性に優れた高感度フィルムの出現。

テスト（前提条件）

時間分解能の向上

- ・ 流星痕撮影に明るいレンズを使い、増感現像をすれば露出時間の短縮が可能。
- ・ 増感現像による感度上昇は6400～9000程度で頭打ちになる（重野：2001）。

感度	F2.0	F2.8	F4.0
800～1600	4 秒	8 秒	16秒
3200	2	4	8
6400	1	2	4
12800	1/2	1	2

テスト（撮影例）露出時間：4秒（1997年しし群）



テスト（撮影例）露出時間：2秒（2000年しし群）



テスト（今回の使用フィルム）

- ・フィルムはフジのスペリア800(ISO800)とスペリア 1600(ISO1600) を用い、望遠レンズで撮影。
- ・撮影対象はM31、M42、M45、h- χ で、これら星雲星団の短時間露出撮影を実施した。
- ・撮影済みの800フィルムは3200(+2)まで、1600フィルムは3200(+1)、6400(+2)まで増感した。

→本来は各メーカー高感度フィルムのテスト撮影をすべきだが、本発表に間に合わなかった。

スペリア800 : 3200(+2)増感

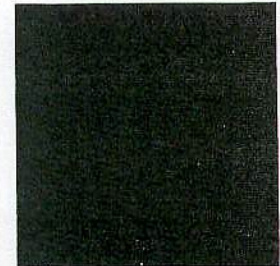
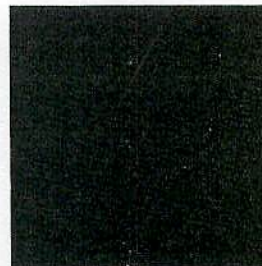
(露出時間)

4秒

2秒

1秒

M31



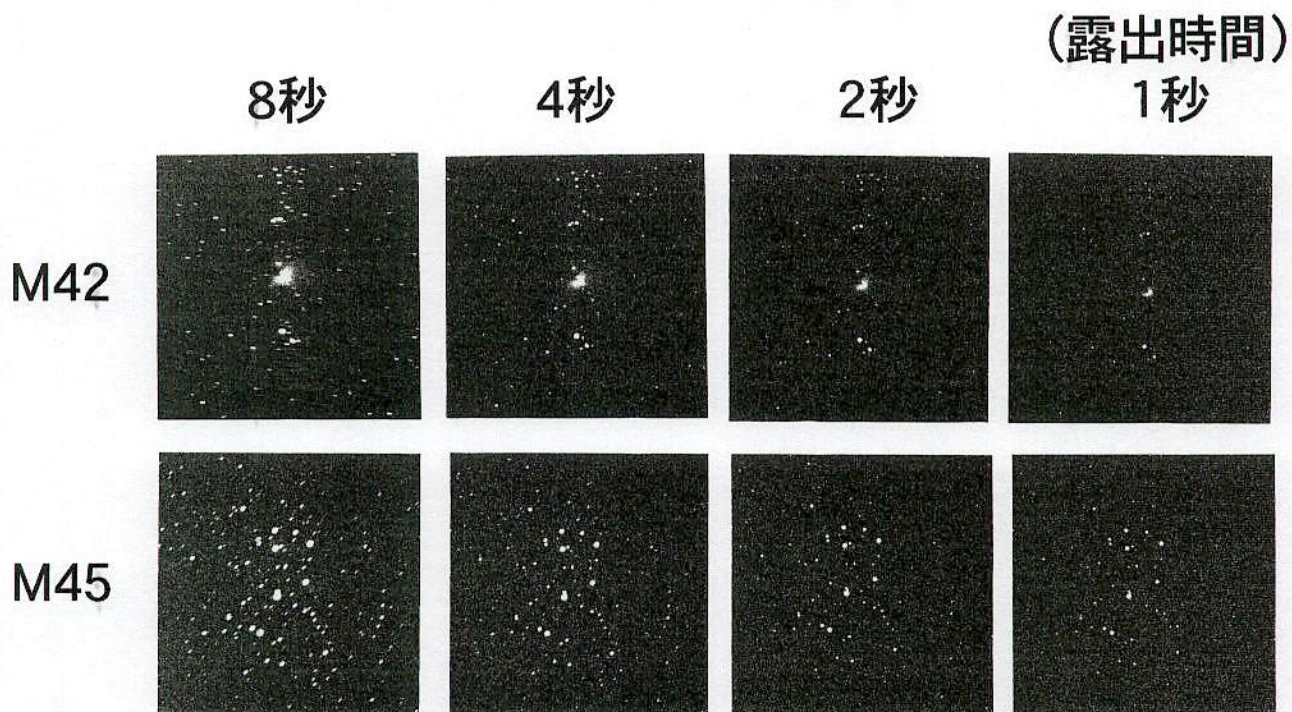
M42



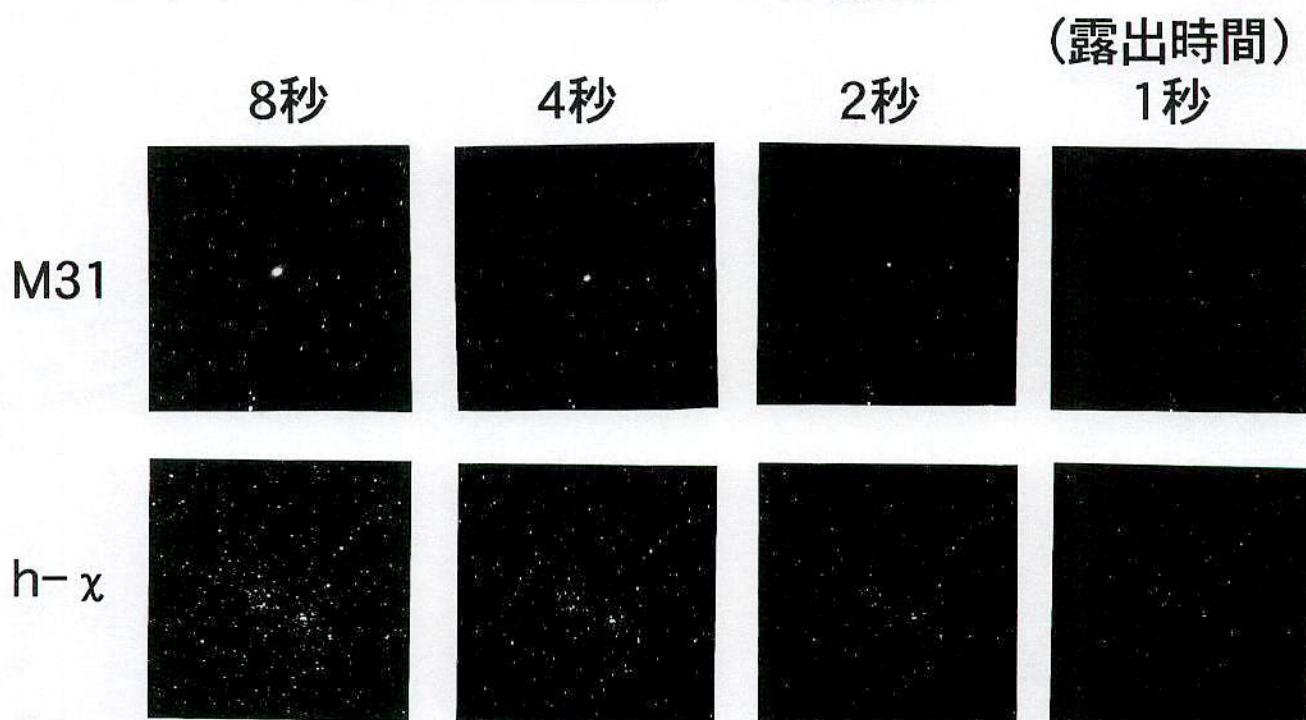
M45



スペリア1600 : 3200(+ 1)増感



スペリア1600 : 6400(+ 2)増感



まとめ

- ・ カラーフィルムを使った流星痕の短時間露出は可能。
- ・ 長時間露出につきものの相反則不軌特性だが、1秒露出では発生しない（各社データシート）。
- ・ ISO800フィルムとISO1600フィルムの3200増感を比較した。
 - (1) ISO1600フィルム増感の方がネガ濃度が濃い。
 - (2) 粒状性に大きな違いは無い。

今後の方向

- ・ 写真撮影は機材があれば誰でも流星痕撮影が出来る（他の観測機材と比べて敷居が低い）点を生かし、
「流星痕同時観測キャンペーン2001」に流星痕の短時間露光を推奨する。
- ・ 望遠レンズと短時間露出を組み合わせた観測網の準備

資料

- ・ 重野好彦：T-MAX3200フィルムの増感現像実験(2001)、
天文回報No.708、日本流星研究会
- ・ 戸田雅之：400mmレンズで流星痕撮影を成功させるには(2000)、
NMS同報、および
http://www3.plala.or.jp/MY_Yamamoto/campaign/zoom-up.html
- ・ 比嘉義裕：出現直後の流星痕の写真撮影について(2001)、
天文回報No.709、日本流星研究会
- ・ ニューセンチュリア800Filmズームスーパーデータシート、
コニカ株式会社
- ・ コダックローヤルゴールド1600Filmデータシート、
株式会社コダック
- ・ フジカラスペリアズームマスター800NEWデータシート、
- ・ フジカラスペリア1600NEWデータシート、
富士写真フィルム株式会社

2001 年しし座流星群における痕の形状

日本流星研究会 前田幸治 (mae@mrf.biglobe.ne.jp)

○はじめに

ここ数年、山本、戸田らによる流星痕同時観測キャンペーンが行われ、痕の形状や物理に関する議論が盛んに行われている。しし座流星群はめったに見ることのできない永続痕を効率よく観測できるチャンスである。私は 2001 年の極大夜に高感度ビデオカメラで流星痕の形状を詳しくとらえたので報告する。これまでは、流星痕の形状は主に望遠レンズ(85-300mm) + 高感度フィルムを用いて、短時間露出(1-4 秒)を用いて調べられてきた。今回は位置分解能では、フィルムに劣るがより時間分解能の高いビデオ観測法を用いて、痕の移動によるブレのまったくない流星痕の形状変化を複数撮像することができた。

○観測機材

ビデオシステムは 35mm 版フィルムの 1/5 程度しか分解能が無いので、焦点距離の長いレンズを用いる必要がある。しかし IL の感度を考えると F はあまり暗くできないことから、400mmF2.8 のレンズを選び、以下のような構成とした。IL は重野ホルダに固定。

400mmF2.8 レンズ + IL + リレーレンズ + CCD Video

カメラ(BW) + Hi8 ビデオ

流星痕にすばやく向けられるようにフリーストップのフォーカス式架台にのせ、7×50 正立ファインダーにより導入した。そのため、仰角 60 度より高い位置に出現した痕は導入をあきらめたものもあった。観測視野は 3.5×2.6 度で、対角線で 35mm 版カメラの f550mm に相当する。最微光星は 1 フレームのみの画像ではノイズが多いため 10~11 等、コンポジットすれば 12~13 等級は写っている。

○観測結果

11 月 18/19 日に宮崎県都農町で観測を行い 14 個の永続痕と数個の短痕が得られた。よく撮れた永続痕 5 個と短痕 1 つをビデオにまとめた。(計約 12 分)

1. 短痕(M5L3)の時間変化 4:41:37±5 秒 出現

左上の輝星が γ Leo. カウンタ 26:07 に流星が流れ、4 秒程度短痕が残る。ずっと半円状に変形。

2. 割り箸痕(M2L1) 1:16:18 出現



カウンタ 19:32 に弱いフラッシュ。約 12 秒後より永

続痕を導入。きれいに 2 本に分離した痕で、最後まであまり乱れなかった。午前 2 時ぐらいまでに出現した永続痕にはこのように 2 本に分かれて見える痕が多かったように感じた。

3. ねじれたような痕(M2L3) 1:59:40 出現

カウンタ 1:05:51 に弱いフラッシュ。25 秒後に導入。直線状の痕だがよく見るとテープを 90 度ひねったような構造のようにも見える。左側が消滅点側。

4. 小さなスパイラル痕(M4L1) 3:21:58 出現

カウンタ 08:14 にフラッシュ。11 秒後導入。、小さなスパイラルのような構造をもった痕になり、その後煙状の痕に変化。

5. 通常の煙状痕(M4L4) 3:43:59 出現

カウンタ 30:15 にフラッシュ。8 秒後導入。煙状の痕から大きなスパイラル状の痕に変形。もっともよく見られるパターンの変化。

6. 編みひも状の痕(M4L5) 4:05:26 出現



カウンタ 51:42 にフラッシュ。約 5 秒後に導入。出現後 1 分以上たってから消滅点側に、縄をよったような規則的で複雑な構造が現れた。

これまでの痕の写真ではあまり知られていなかったものも含め、いろいろな形状の痕が得られた。これらには大気の影響による構造と流星体自身に原因がある構造があると思われるが、詳しいことはよくわからない。今回はいろいろな形状の痕を紹介するにとどめた。多くの方の感想、御意見をお待ちしています。また、この痕を解析したい方は連絡くだされば、データを提供しても構いません。これらの動画をキャプチャーした静止画を下に置いているので、興味ある方は見て下さい。

<http://www5b.biglobe.ne.jp/~maeda/L01tr.shtml>

○謝辞

この観測法に理解を示し 400mm レンズを長期にわたり貸与くださった白石茂孝氏(福岡市)に感謝します。この観測にあたり宮崎県天文協会の皆さんにもいろいろとお世話になりました。また、MSS 発表では戸田雅之氏にすべてお任せしてしまい、お手数をおかけしました。感謝しています。

流星痕同時観測キャンペーン 2001 の初期成果

戸田雅之〇、比嘉義弘、山本真行、藤田充宏（流星痕同時観測キャンペーン事務局）

〇はじめに

流星痕の発生には流星本体が明るく、流星の対地速度が高速であることが必要になる。観測に適した永続痕の発生頻度は年に数度あるかどうかである。母彗星回帰前後 3～4 年のしし座流星群は永続痕の発生頻度が上がり、痕観測に好適な期間である。我々は 2001 年のしし座流星群の極大夜をはさんだ 5 日間を観測設定日にして、全国の流星観測者および天文ファンの方々に向けて流星痕の同時観測を推奨した。流星痕の観測経験者は望遠レンズに短時間露出を併用した流星痕撮影を実施し、位置分解能の高い流星痕の微細構造を複数個撮影することが出来た。極大日以後から現在までキャンペーン事務局までに寄せられた流星痕画像と併せ、天文誌や Web ページに掲載された流星痕画像を調査・同定作業をした結果、33 個の同時流星痕、100 個の単独観測流星痕を見いだした。

〇観測機材

流星痕の観測にはデジタル機材と比べてフィルムカメラのユーザーが圧倒的に多い故に、同時観測キャンペーン参加への敷居が低く、広範囲な参加が見込めること。同じ焦点距離のレンズであれば位置分解能はフィルムカメラが高いこと。これらの要因が作用して、今まではフィルムカメラ+高感度フィルム+標準～望遠レンズ（50～300mm）を用いて短時間露出（2～8 秒）を用いる方法で流星痕の同時観測が実施され、流星痕の発光高度、形状について議論がされている。時間分解能の高いビデオシステムでも流星痕の撮影がされている。ビデオシステムでは、これまでは使用レンズの焦点距離が短いために流星痕の詳しい形状を見るには不足気味ではあった。

〇 初期成果

キャンペーン事務局に集まった流星痕画像は全てが極大夜の 11 月 18/19 日のものである。2001 年しし群極大日以降から現在まで事務局に寄せられた流星痕画像に加えて、天文雑誌や Web ページに掲載された流星痕画像の調査・収集と同定作業をした結果、合計 223 件の流星痕報告があり、33 個の同時流星痕と 100 個の単独流星痕を見いだした。同時流星痕の中で最も多く観測されたのは 19 日 01 時 47 分 28 秒頃に群馬県下仁田町～長野県佐久市付近上空に出現したマイナス 7 等級？の火球に伴う流星痕であり、25 点同時観測されている。この流星痕は典型的なわりばし痕の形状を示し、複数の観測点で同じ形状で観測されているので、流星痕の形状について有益な情報をもたらすものである。2001 年しし群で特筆すべきことは、大量の流星痕同時観測に成功した事と、フィルムカメラ、I.I.+CCD VIDEO カメラ双方とも強拡大撮影に成功した事である。フィルムカメラ+高感度フィルム+1 秒露出による角度分解能の高い写真観測、前田氏による 400mmF2.8 レンズ+I.I.+CCD VIDEO カメラによる時間分解能の高い流星痕ビデオ観測（前田氏の発表の詳細は：2001 年しし座流星群における痕の形状：第 100 回流星物理セミナーを参照してください）双方の成果からいままでの流星痕写真では知られていなかった様々な形状の流星痕画像が得られた。本報告では初期成果の簡単な報告に終わってしまいましたが、2001 年流星痕キャンペーンの成果から流星痕の形状や物理についてさらなる議論が深まることが期待される。

〇 謝辞

この場を借りて流星痕同時観測キャンペーンの趣旨に賛同され、流星痕の写真を送っていただいた観測者の皆様のご協力に感謝いたします。

出現直後の流星痕の撮影方法に関する提案と、
短時間露出・強拡大撮影から得られた流星痕およびその形状分類

○比嘉義裕・戸田雅之（流星痕同時観測キャンペーン事務局、NMS）
石塚洋一（天体写真家）、前田幸治（NMS）

★なぜ、流星痕を観測するのか？

観測目的	観測方法（露出時間）
痕をトレーサーとした 高層大気風系の計測	従来式 (数秒～数十秒の繰返し)
・痕の形状 ・3次元構造の解析	出現直後を拡大撮影 (短時間撮影)

★本発表の目的

- 1.出現直後の流星痕を撮影するために適した撮影方法の提案
- 2.流星痕の微細構造の紹介と、流星痕の形状分類（案）の提示

★過去に撮影された流星痕は露出時間が長く（おもに5～10秒）、短時間で拡散する流星痕の微細構造を捉えきれていない。

↓
流星痕の微細構造を捉えるには、明るいレンズ・短い露出時間・超高感度フィルムが必要

感度(ISO)	F2.0	F2.8	F4.0
800～1600	4秒	8秒	16秒
3200	2秒	4秒	8秒
6400	1秒	2秒	4秒
12800	0.5秒	1秒	2秒

[Table] 流星痕撮影の適正露出時間換算表（戸田、比嘉による）

※過去の撮影実績から勘案した。 ※小口径レンズについては未検討

★2000年しし群での流星痕は、300mmレンズで2秒露出 → やや流れている

もっと速いシャッタースピードが必要！

◎微細構造記録を目的

【ボディ】キャノン T70
【レンズ】newFD300mmF2.8L（開放）
【フィルム】コダック TMax3200（白黒ネガ）
※ISO3200相当で撮影
【増感】4倍増感処理（現像所）→ISO12800

◎座標確定、時刻同定を目的

【ボディ】リコー XR7 + データバック + ワインダー
【レンズ】smcペンタックス-M85mmF2（開放）
【フィルム】フジスペリア 1600（ISO1600、カラーネガ）
【増感】4倍増感処理（現像所）→ISO6400

★流星痕の形状分類（案）

実体形の分類名	見かけの形状名	発生理由
A. チューブ痕	A-1. 割り箸形状 A-2. 2本線形状	高エネルギー時？
B. 非チューブ痕	B-1. 1本線形状	低エネルギー時？
(A、B 共に)	C-1. スパイラル形状 C-2. こぶ形状 C-3. 編み目形状 C-4. その他	流星物質の微細な揺らぎや 破碎状態、大気構成物質と の反応状態、など
(マクロ的)	D-1. 大規模 スパイラル形状	高層大気風の影響

※ひとつの流星痕に、複数の形状が認められることがある。

★考察

1. 出現直後の流星痕を撮影するために適した撮影方法の提案

- ・ 300mmF2.8 開放+増感 ISO12800 において、概ね適正露出の撮影ができた。1秒露出は採用可能。
- ・ 換算表は基準として用いることが可能だが、レンズ口径（＝集光力）と撮像の関係は、今後の課題。
- ・ 【フジスペリア 1600】は、良好なカラーネガフィルムと考えられるが、プリントしたときの色彩の統一に問題あり。 → 色情報の補充のため、F1.4より明るいレンズの使用を推奨
- ・ 【コダック TMax3200】は、良好な白黒ネガフィルムだが、プリント処理に課題あり（増感のし過ぎでネガのバーコードが読めなくなる）。 → デジタル処理でカバー
- ・ 85mm レンズは、座標同定には焦点距離が長すぎて不適當。 → 推奨焦点距離は 35mm ～ 50mm

その他

- ・ 撮影時、レンズピントに注意。
- ・ 流星痕撮影に傾倒せずに、火球情報も取得すること！
- ・ データ記録には、録音か録画が良い。
- ・ フィルムの全枚数を撮影する必要はない。
- ・ 撮影済みフィルムは、小分けして収納すること。

2. 流星痕の微細構造の紹介と、流星痕の形状分類（案）の提示

- ・ 見かけの形状と実体形は異なる。
- ・ “割り箸痕” = “平行に現れた流星痕” ではない？
- ・ スパイラル形状、こぶ形状は、なぜ形成されるか？

その他

- ・ 単痕（数秒で消える流星痕）にもチューブ形状は見られる。
- ・ 青→赤に見える流星痕が、最終的に全域で赤く見えるのは？
- ・ 流星痕は、出現数秒後に強く光り出す。

ご意見をお待ちしています。

比嘉 義裕 HIGA Yoshihiro 【E-add.】 mvland@ceres.dti.ne.jp 【URL】 <http://www.ceres.dti.ne.jp/~mvland/>

（2002年2月17日、流星物理セミナーにて）

第101回流星物理セミナー

流星痕の高分解能可視、近赤外分光観測

ターゲット: 火球出現直後の明るい初期流星痕

観測の特長:

- 分光分解能を従来比、近赤外で6倍、可視で4倍にして観測
- 近赤外の中心波長は850nm付近に設定

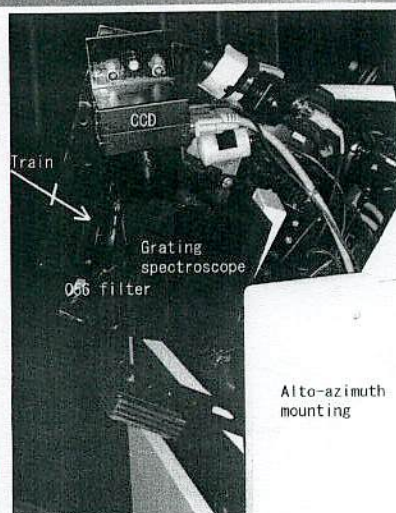
主な成果: O_2 (0,1) Atmospheric band の検出に初めて成功

2002年7月7日

日本流星研究会(NMS)

鈴木 智

分光器仕様



2002/07/07

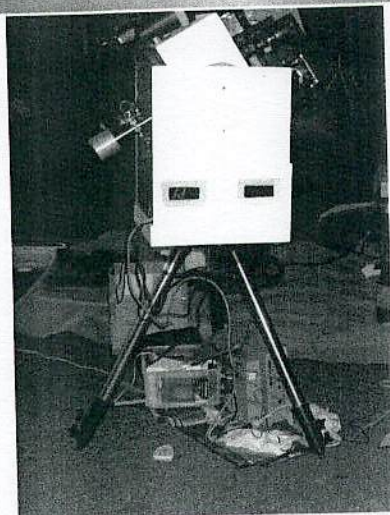
Alto-azimuth
mounting

system	objective grating spectroscope	
Wavelength Coverage	1st. 375-450nm	2nd. 750-900nm
spectral resolution	1800 (depend on train width)	
grating	1200 gr/mm, blaze: 1000nm, size:50X50X9.5	
imaging optics	D 26.3mm f 25mm F 0.95	
detector	Cooled CCD: BITRAN BS-33HL (SONY ICX248AL) 1x2 binning A/D:14bit CCD Temp. -15° C	
exposure time	5sec	
transfer time	1sec	

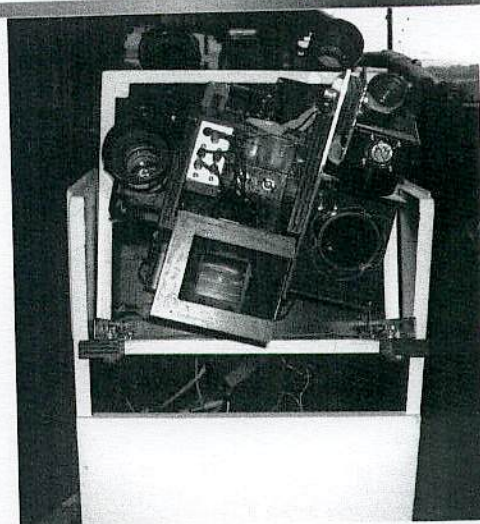
第101回流星物理セミナー

2

ポインティング装置外観



2002/07/07



第101回流星物理セミナー

3

観測

観測地: 長野県八千穂村八千穂高原
(E 138 23 45.0, N 36 03 39.4, H 1703m)

観測日時: 2001/11/18-19

23:52-0:08, 2:08-5:06

撮影方法: 火球出現後、素早く経緯台を動かし
痕を導入。BITRAN製CCDは5秒露光、
1秒転送を繰り返し実行させた。

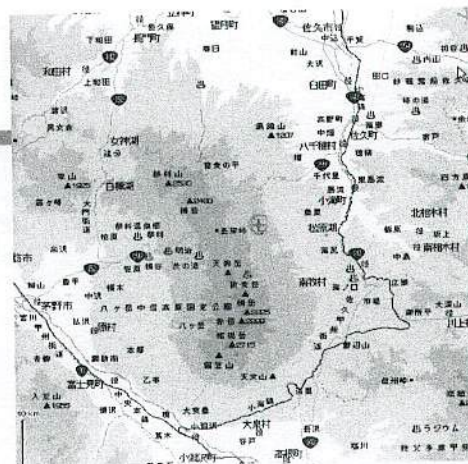
解析した流星痕リスト:

火球時刻	誤差	出現位置	[deg] 高度	[deg] 方位	[km] 概算距離	撮影 開始時刻	遅れ(ΔT)	次数分離 フィルタ
3:02:19	+1-2	Hya	23	137	202	3:02:23	4	none
3:03:54	+1-2	Sex	36	113	121	3:03:59	5	none
4:49:31	+1-2	Per	30	308	151	4:49:35	4	O56
4:55:47	+1-2	UMa	50	38	74	4:55:59	12	O56

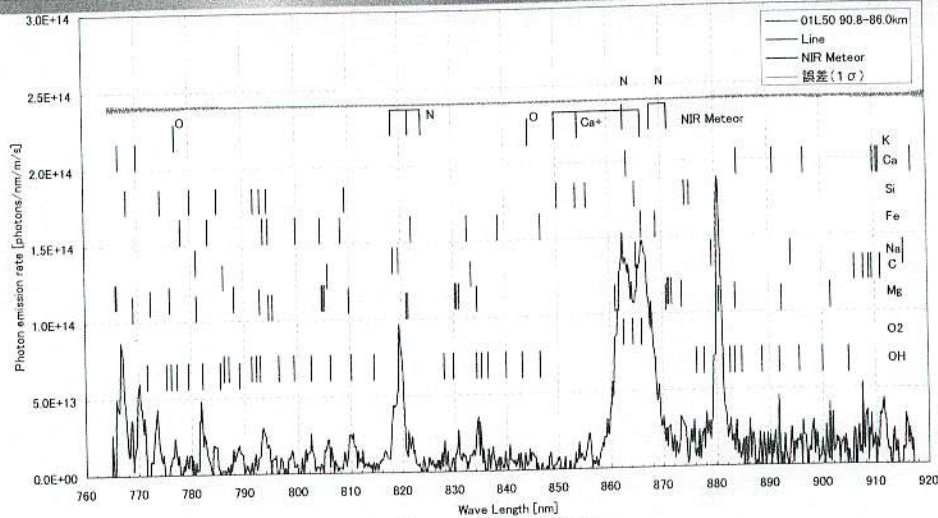
2002/07/07

第101回流星物理セミナー

4



01L50 スペクトルプロファイル

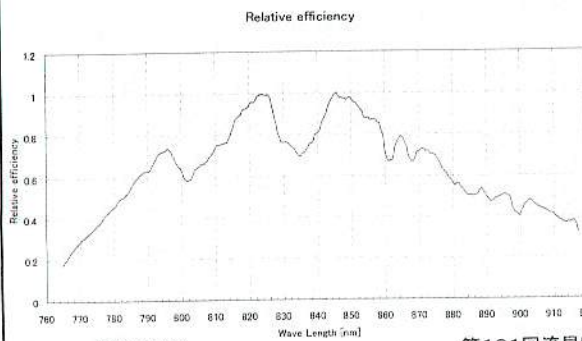


2002/07/07

第101回流星物理セミナー

5

相対効率



2002/07/07

第101回流星物

NIR流星スペクトル

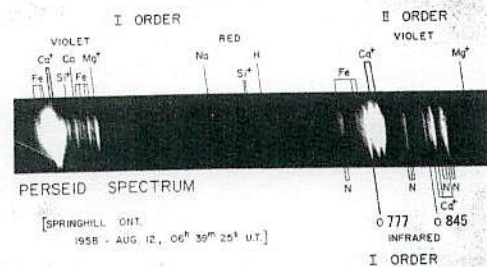


Fig. 1. Spectrum 273, showing the strongest segment, it will be noted that the first order infrared spectrum is overlapped by the second order violet.

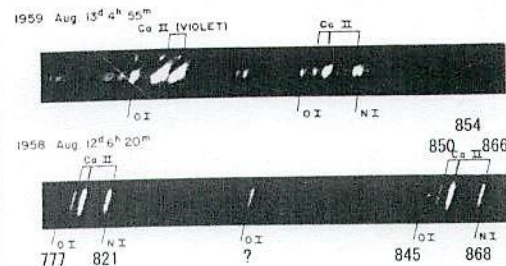


Fig. 2. Three infrared Perseid spectra arranged to illustrate changes in relative intensity between CaII and OI and Ni. The CaII lines from the violet overlap two of these infrared spectra.

P. M. Millman (1960) より。波長は筆者追加 [nm]。

O₂分子スペクトル

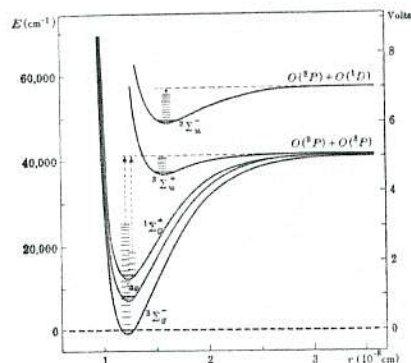


FIG. 195. Potential Curves of the Observed States of the O₂ Molecule. A number lying above 100,000 cm⁻¹ [Price and Collins (571)] are not drawn, since sufficiently accurate values are not available for them. The ¹Σ_g⁺ state has actually three more vibrational levels, the lowest one shown [see Herzberg (1044)].

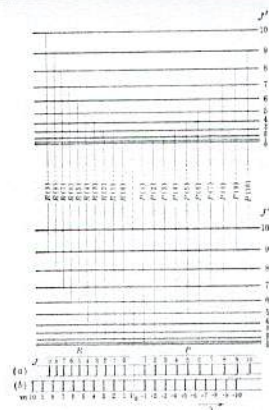


FIG. 54. Energy Level Diagram explaining the Fine Structure of a Rotation-Vibration Band. In general, the separation of the two vibrational levels is considerably larger compared to the spacing of the rotational levels than shown in the figure (indicated by the broken parts of the vertical lines representing the transitions). The schematic spectrograms (a) and (b) give the resulting spectrum with and without allowance for the interaction between rotation and vibration. In these spectrograms, unlike most of the others, short wave lengths are at the left.

2002/07/07

第101回流星物理セミナー

7

NIR初期流星痕スペクトルとNIR流星スペクトルの比較

- 初期流星痕(750nm-900nm)
 - 最強の発光は、O₂ (0,1) Atmospheric band (4例全てで検出。他のスペクトルでも強い)
 - 他に強い輝線は、Mg 880nm, Na 819nm
- 流星の場合
 - 強い輝線は、O 777,845nm, N 819,822,824nm, 863nm, 868,871nm, Ca+ 850,854,866nm
- 比較
 - 様相が一変しており、重なる成分がない。
 - 流星の場合、励起レベルが10eV以上と高いためか？

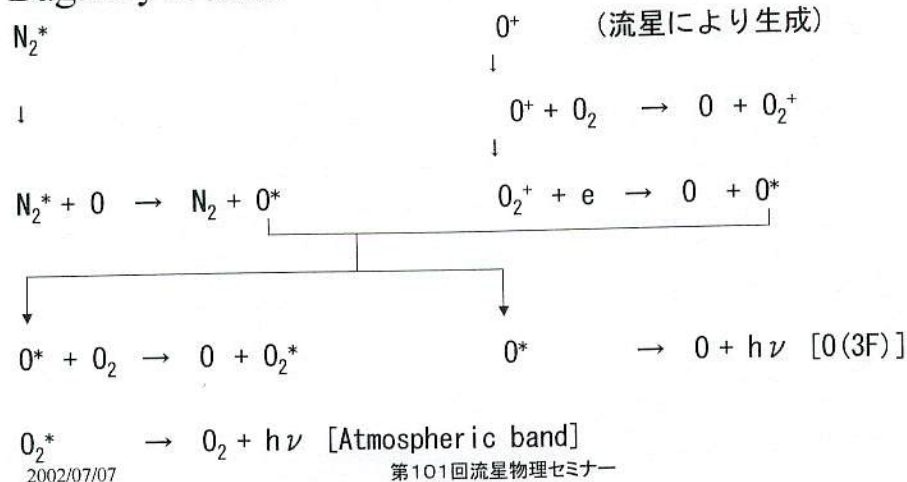
2002/07/07

第101回流星物理セミナー

8

O₂ Atmospheric band 励起機構

• Bagalleyの仮説



2002/07/07

第101回流星物理セミナー

9

O₂ Atmospheric band 回転温度(1)

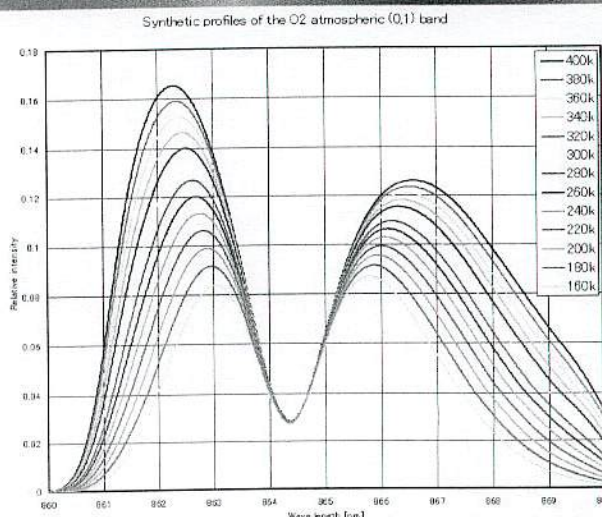
• 発光前の温度により

O₂ Atmospheric band (0,1)の強度分布は変化する

• スペクトル形状からO₂回転温度を推定可能

• このバンドを使う利点

- 寿命が約7秒(禁制遷移)
- そのため回転項分布が周囲温度に一致したものとなるために必要な衝突回数を稼げる
- 従って、得られる回転温度は励起条件に依存しない



10

O₂ Atmospheric band 回転温度(2)

衝突回数の検討

90km程度の高度で最も多い分子はN₂

数密度N 80km $7.1 \times 10^{13} \text{ cm}^{-3}$

 90km $1.2 \times 10^{13} \text{ cm}^{-3}$

衝突断面積 σ $2 \times 10^{-15} \text{ cm}^2$ 程度

平均自由行程 $L = 1/N\sigma$

 80km: 7cm

 90km: 42cm

平均速度 $v = (8kT/\pi m)^{1/2}$

k: ボルツマン定数 T: 温度 m: 分子質量

T=250K とすると $v=472 [\text{m/s}]$ となる

1秒当たりの衝突回数

80km: 6700[回/s]

90km: 1100[回/s]

第101回流星物理セミナー

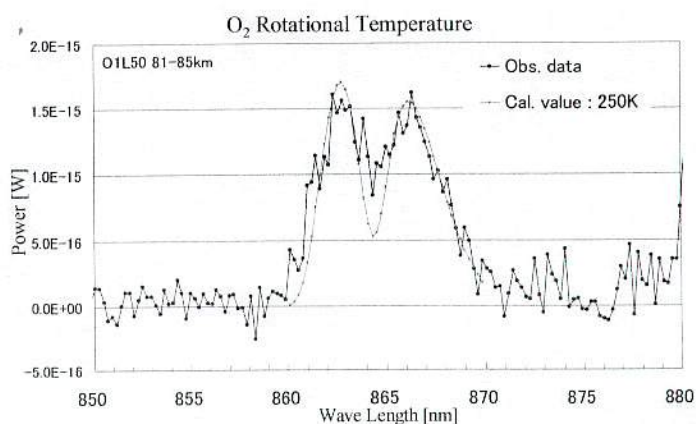
11

O₂ Atmospheric band 回転温度(3)

- 結果(暫定)を示す
- 860nm-870nmの範囲で10K毎に用意したモデル計算値と観測値の誤差の二乗和が最小となるモデルを選択
- 7秒後には平均大気温よりやや高い程度の温度が得られた。

Train No.	露出 開始 [sec]	終了 [sec]	中心 [sec]	温度 [K]	備考
O1L18	4	9	6.5	200	暫定
O1L19	5	10	7.5	240	暫定
O1L50	4	9	6.5	250±30	
O1L53	12	17	14.5	260	暫定

* 流星出現時刻を基準とする
* 高度90kmの平均大気温度: 195K



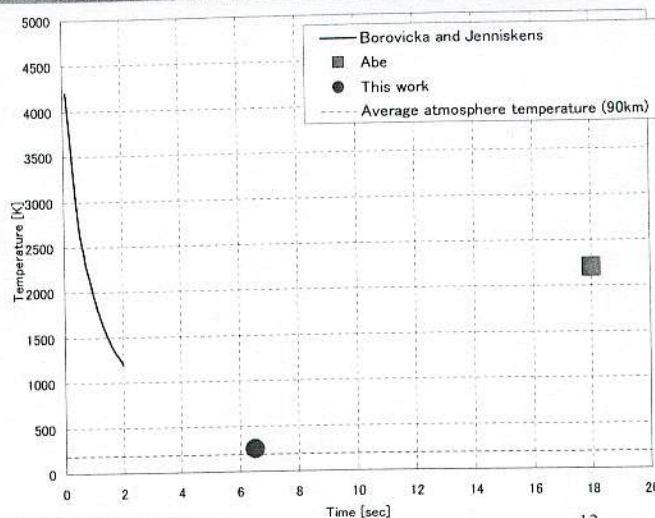
2002/07/07

第101回流星物理セミナー

12

O₂ Atmospheric band 回転温度(4)

- Borovicka, Abe共に熱的励起が支配的として解析したものである。
- Borovickaらの結果と今回の回転温度は比較的整合性がとれている。
- Abeらの結果は本結果と大きく異なりかなり高温である。これは、熱的励起を仮定しているためと推定される。今回の結果からMgについて熱的励起を仮定した温度を求めると約6500Kと高温になった。この温度は流星本体より高く合理的ではないと考えられる。
- このような低温環境は、発光が化学発光であることを示唆している。



第101回流星物理セミナー

13

まとめ

- 近赤外で初期流星痕の良好なスペクトルの取得に成功。
 - 支配的成分として、O₂ Atmospheric band (0,1)を検出
 - 他に強い輝線はMg 880nm, Na 819nmである。
 - O₂ Atmospheric band (0,1) から回転温度を推定。暫定結果として、200K～260Kを得た。この方法は初期流星痕の温度測定に有効と考えられる。

2002/07/07

第101回流星物理セミナー

14

参考文献等

参考文献

- W.J.Baggaley, The red afterglow in meteor wakes, Bull. Astron. Inst. Czech. 28, 356, 1977.
- W.J.Baggaley, The excitation of the oxygen metastable OI(1S) state in meteors, Bull. Astron. Inst. Czech. 27, 173, 1976.
- P.M.Millman and I.Halliday, The near-infra-red spectrum of meteors, Plane. Space Sci., 5, 137, 1960.
- J.Borovicka, P.Jenniskens, Time resolved spectroscopy of a leonid fireball afterglow, Earth, Moon and Plane., 82-83, 394, 1998.
- S.Abe, N.Ebizuka, J.Watanabe, H.Murayama, K.Ohtsuka, Spectrum of Meteor Persistent Train of 1998 Leonid, Meteoritics Planet. Sci. 35, 鈴木智, 流星痕スペクトル同定, 第40回流星会議 研究資料集(Ⅱ), 50, 2000.

2002/07/07

第101回流星物理セミナー

15

謝辞

本研究にご理解頂き、冷却CCDの借用を快諾して頂いたBITRAN株式会社に深謝いたします。

観測の支援をしていただいた高松直人氏、山南洋子氏、橋本聡氏に感謝いたします。また、痕写真、流星写真、ビデオを快くご提供して頂いた戸田雅之氏、富田正己氏、下田力氏、越山展行氏、栗田直幸氏、岡本洋一氏に感謝いたします。

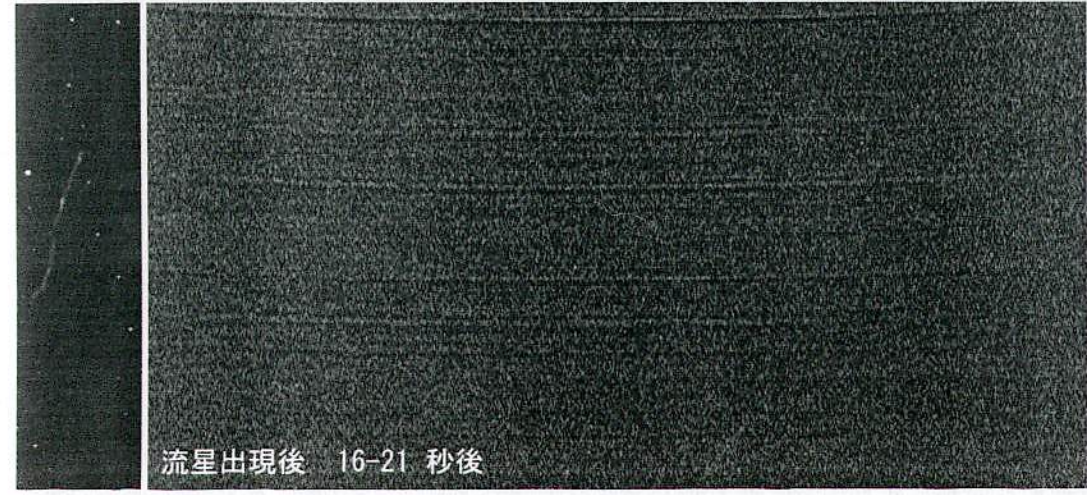
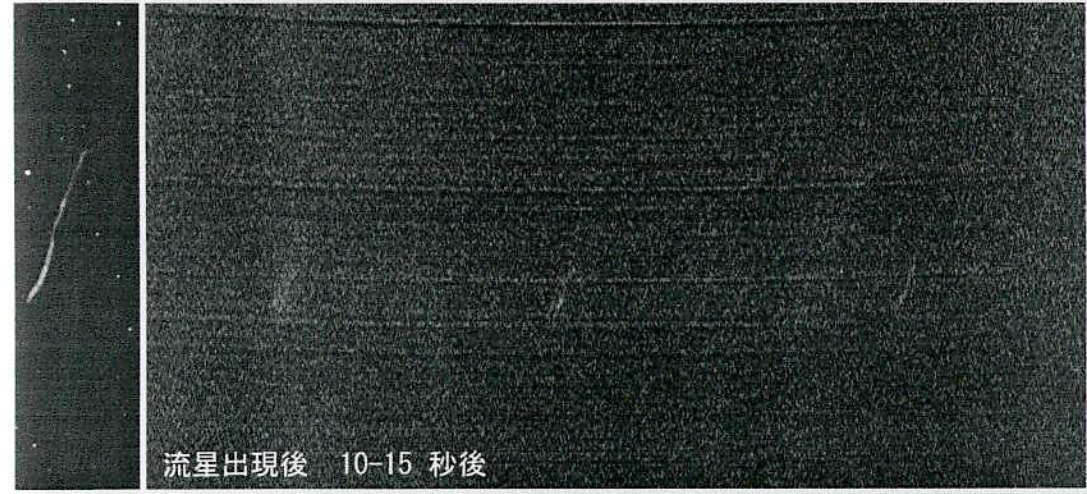
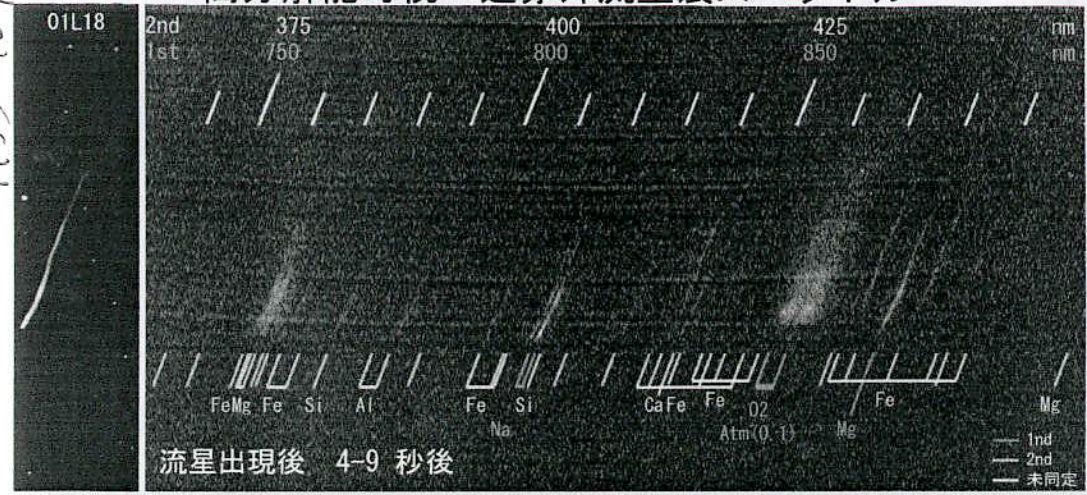
2002/07/07

第101回流星物理セミナー

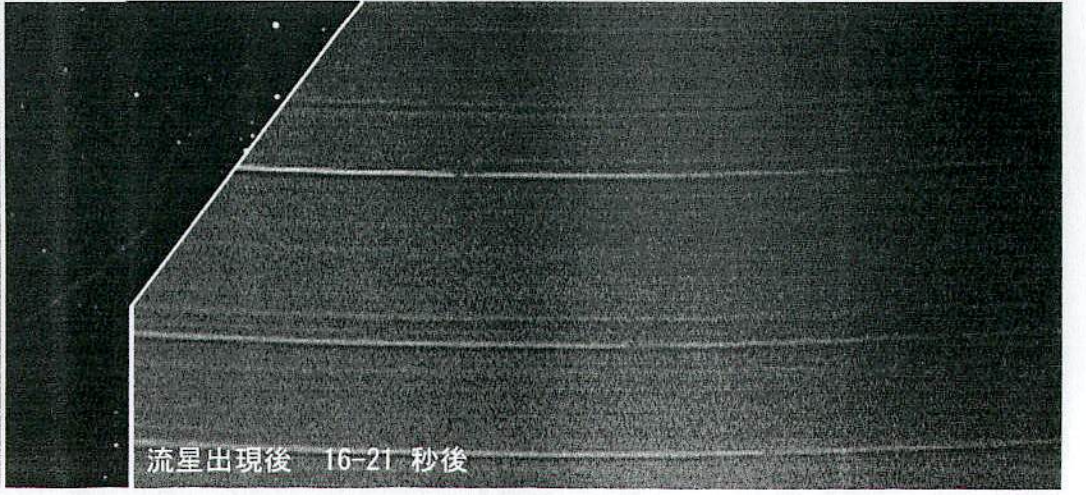
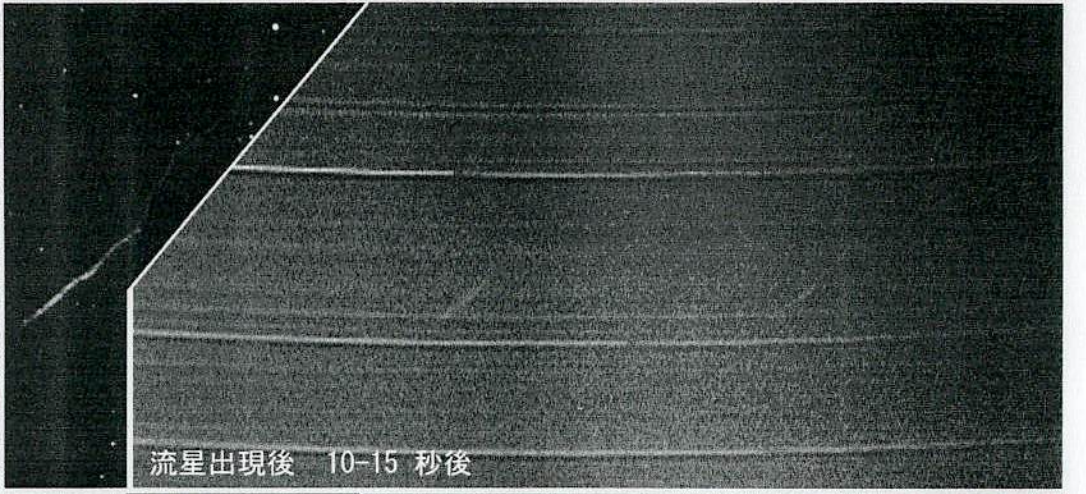
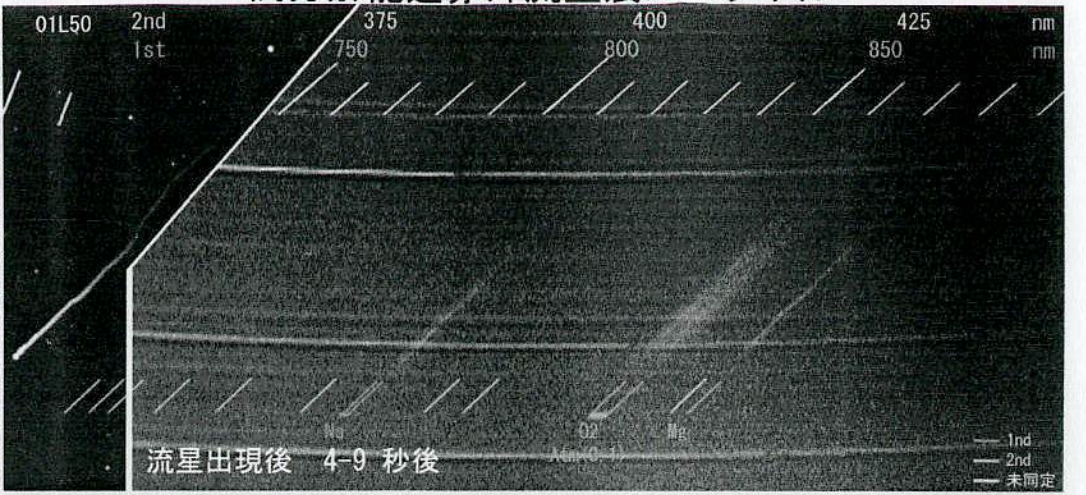
16

101-554

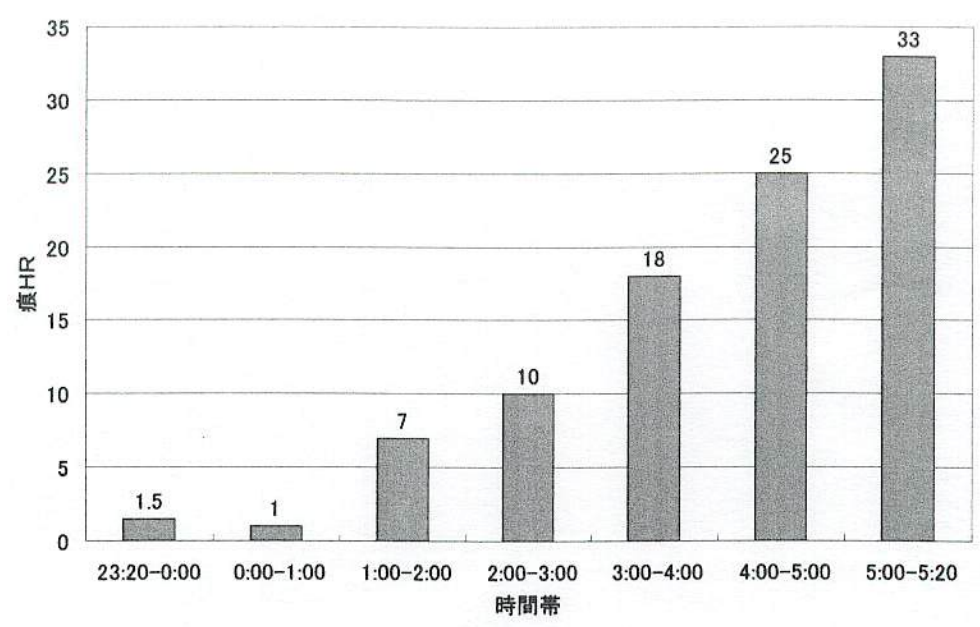
高分解能可視・近赤外流星痕スペクトル



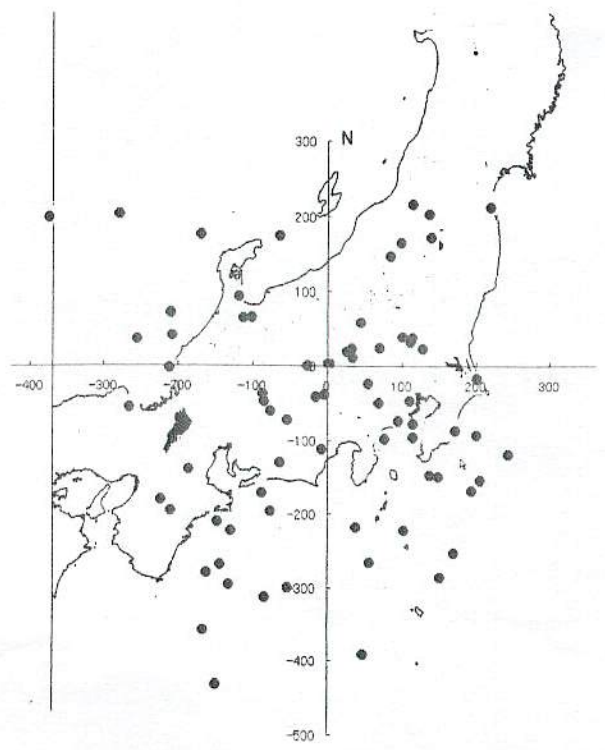
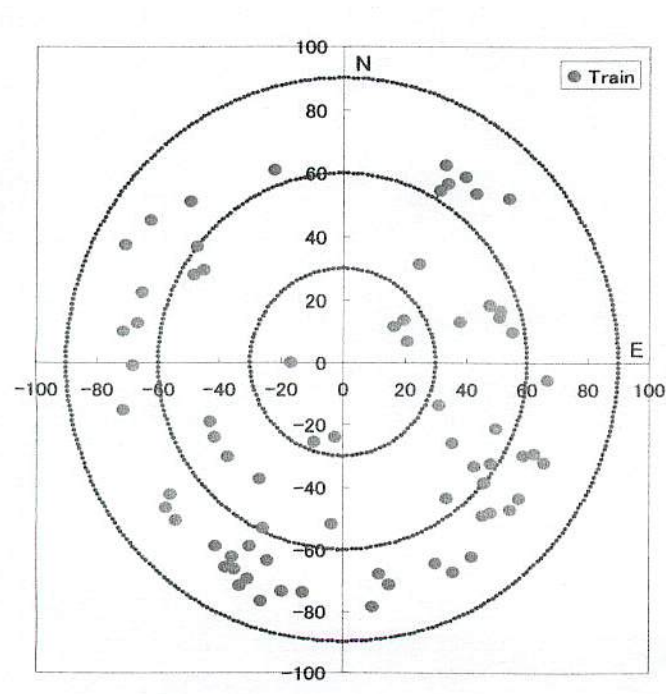
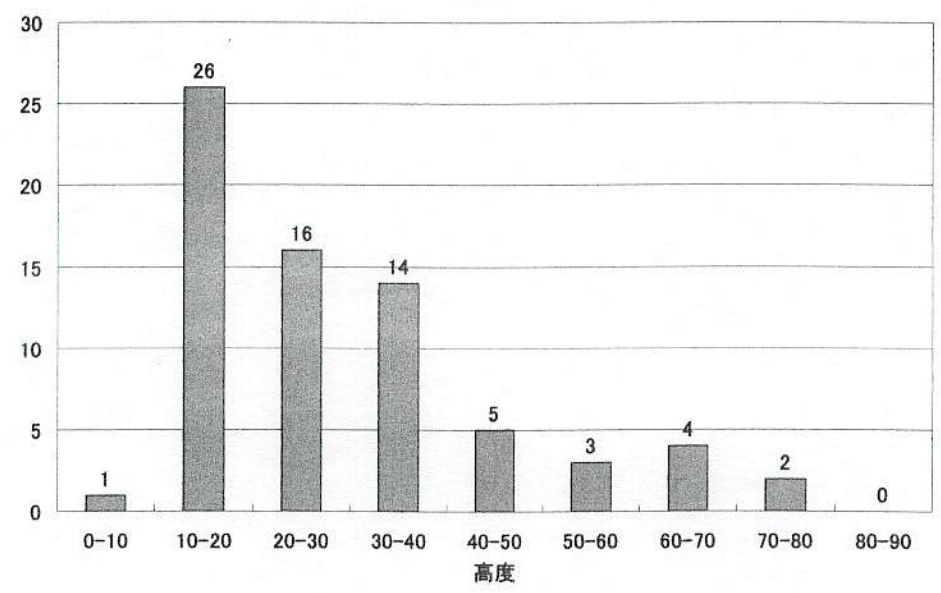
高分解能近赤外流星痕スペクトル



流星痕HR



流星痕出現高度分布



同時流星、痕の情報をお持ちの方は是非ご一報お願い致します。
 デジカメによる痕写真を以下のURLにアップしてあります。 <http://www.246.ne.jp/~satoshi1/>

TrainList-MSS

撮影時刻.xls

2002 7 3

2001年11月18／19日 しし座流星群 観測地長野県八千穂高原																
E138 23 45.0 N 36 03 39.4 H1703																
No.	火球時刻	誤差	決定方法	出現位置	[deg]高度	[deg]方位	[km]概算距離	[mag]光度	決定方法	写り具合	撮影開始時刻	[s]遅れ(ΔT)	コマ数TCC	コマ数D30	IDTIS-IR	備考
01L 01	23:54:05	+1-2	N100	CMa	14	152	323			c	23:54:13	8	2	2	1790	
01L 02	0:56:17	+1-2	N100	UMa 北斗の柄	19	34	244			c	0:56:25	8	8	8	×	
01L 03	1:06:38	+1-2	N100	Leo	23	95	202			a	1:06:52	14	9	11	×	
01L 04	1:16:54	+1-2	N100	Hya 頭	24	117	193	-4	記録	a	1:17:05	11	3	8	×	
01L 05	1:22:16	+1-2	N100	Cep	25	340	185			b	1:22:26	10	0	3	×	
01L 06	1:36:33	+1-2	N100	Pup - CMa	19	155	244			a	1:36:44	11	5	3	×	
01L 07	1:47:27	+1-1	N100+F	Lyn	70	55	32	-8	仮	a	1:47:39	11.6	15	12	×	1:47:27.4±0.1
01L 07B	1:48:32	+1-1	N100+I	Lyn	66	55	39			c	1:48:37	5	6	2	×	
01L 08	1:58:31	+1-2	N100	Leo	34	80	130			b	1:58:40	9	2	1	×	
01L 09	2:01:25	+1-1	SPD	UMa	27	30	170			b	2:01:35	10	2	2	×	
01L 10	2:03:36	+1-2	N100	Cnc	56	114	60			c	2:03:47	11	2	1	×	
01L 11	2:05:13	+1-2	N100	Hya	18	127	257			b	2:05:17	4	2	1	×	
01L 12	2:05:53	+1-2	N100	Sex	21	115	221			c	2:05:56	3	2	1	×	
01L 13	2:06:30	+1-2	N100	LMi	37	74	116			b	2:06:34	4	2	1	×	
01L 66	2:17:27	+1-1	SPD	UMa							2:17:44	17	フィルム切れ	メモリー切れ	2024	
01L 14	2:42:21	+1-2	N100	CVn 北斗柄横	15	46	304			b	2:42:29	8	2	2	2271	
01L 15	2:52:03	+1-2	N100	Cet	17	258	272			b	2:52:12	9	2	2	2369	
01L 16	2:52:48	+1-2	N100	Crt	17	116	272			a	2:52:53	5	4	3	2375	
01L 17	2:58:53	+1-2	N100	LMi	50	71	74			c	2:59:02	9	1	1	2437	
01L 18	3:02:19	+1-2	N100	Hya	23	137	202			a	3:02:24	5	5	4	2470	
01L 19	3:03:54	+1-2	N100	Sex	36	113	121			a	3:03:59	5	9	8	2486	
01L 20	3:09:21	+1-2	N100	Hya	35	142	125			c	3:09:26	5	2	3	2541	
01L 21	欠番															
01L 22	3:09:52	+1-2	N100	Sex	36	128	121			c	3:09:57	5	0	1	2546	
01L 23	3:19:54	+1-2	N100	And	34	300	130			a	3:20:03	9	4	4	2647	
01L 24	3:21:18	+1-2	N100	Pup	11	173	394			a	3:21:24	6	2	1	2660	
01L 25	3:25:10	+1-2	N100	UMa	39	69	108			a	3:25:25	15	4	4	2700	
01L 26	3:26:10	+1-2	N100	Lyn	68	72	36			a	3:26:16	6	5	4	2709	
01L 27	3:28:56	+1-2	N100	Dra	19	28	244			a	3:29:01	5	4	3	2736	
01L 28	3:32:27	+1-2	N100	UMa	36	72	121			c	3:32:32	5	3	2	2762	
01L 29	3:35:00	+1-2	N100	Ari	18	278	257			a	3:35:11	11	3	3	2798	
01L 30	3:39:12	+1-2	N100	Col	9	199	458			c	3:39:25	13	1	1	2841	
01L 31	3:40:07	+4-8	推定	Lep	18	215	257			c	3:40:07		0	1	2847	
01L 32	3:43:08	+4-8	推定	Pyx	21	170	221			b	3:43:08		2	1	2878	
01L 32B	3:43:11	+2-3	推定	Pyx	17	168	272			b	3:43:08		2	1	2878	
01L 33	3:44:58	+4-8	推定	Eri	20	233	232			a	3:44:58		1	1	2896	
01L 34	欠番															
01L 35	3:54:29	+4-8	推定	Ori	43	246	94			c	3:54:29		2	1	2991	
01L 36	3:55:34	+4-8	推定	Col	14	210	323			c	3:55:34		2	1	3002	

MSS-101

01L 67				未同定					b	4:00:30		2	メモリー切れ		
01L 68				未同定					b	4:00:30		2	メモリー切れ		
01L 69	4:01:33	+9-13	推定	Col	15	208	304		a	4:01:33		6	メモリー切れ		コマ間で時刻変化あり
01L 70				Cnc	66	186	39		c	4:03:30		2	メモリー切れ		
01L 71				CMa	24	207	193		a	4:07:30		3	メモリー切れ		
01L 72				CMi	63	200	45		a	4:09:30		3	メモリー切れ		
01L 37	4:19:08	+4-8	推定	And	19	316	244		a	4:19:08		5	4	3237	
01L 38	4:25:42	+4-8	推定	Pup	15	190	304		c	4:25:42		2	1	3303	
01L 39	4:26:31	+4-8	推定	Sex	46	126	85		c	4:26:31		1	1	3311	
01L 40	4:27:12	+1-1	SPD	Pup	38	184	112		a	4:27:16	4	3	4	3319	
01L 41	4:32:49	+4-8	推定	CMa	22	201	211		c	4:32:49		2	1	3374	
01L 42	4:34:30	+4-8	推定	Mon	42	231	98		c	4:34:30		2	1	3391	
01L 43	4:36:15	+4-8	推定	And	13	306	344		c	4:36:15		2	1	3409	
01L 44	4:37:17	+4-8	推定	Hya	15	146	304		a	4:37:17		4	3	3419	
01L 45	4:39:12	+1-2	N100	Dra	24	31	193		b	4:39:25	13	3	2	3441	
01L 46	4:40:39	+1-2	N100	Gem	73	269	27		b	4:40:47	8	3	2	3454	
01L 47	4:42:01	+1-2	N100	Crt	30	130	151		c	4:42:06	5	1	1	3467	
01L 47B	4:42:01	+5-2	推定	Vir	32	124	140		c	4:42:06	5	1	1	3467	
01L 48	4:42:25	+1-2	N100	Tau	22	269	211		b	4:42:32	7	0	1	3472	
01L 49	4:49:19	+1-2	N100	CMa	18	210	257		b	4:49:23	4	2	1	3540	
01L 50	4:49:31	+1-2	N100	Per	30	308	151		a	4:49:36	5	7	6	3552	
01L 51	4:51:03	+1-2	N100	Crv	18	131	257		b	4:51:09	6	2	2	3558	
01L 52	4:51:25	+1-2	N100	Mon	44	216	91		b	4:51:30	5	3	2	3561	
01L 53	4:55:47	+1-2	N100	UMa	50	38	74		a	4:56:00	13	5	5	3607	
01L 54	4:59:08	+1-2	N100	Ori Mon-Ori	42	240	98		c	4:59:15	7	2	1	3639	
01L 55	5:01:47	+1-2	N100	Pup	31	206	145		c	5:01:52	5	2	1	3665	
01L 56	5:02:59	+1-2	N100	Ari	10	298	424		c	5:03:07	8	2	1	3678	
01L 57	5:05:01	+5-5	N100	Pup	11	205	394		c	5:05:10	9	2	1	3698	
01L 58	5:05:42	+1-2	N100	Per	36	303	121		b	5:05:48	6	3	2	3704	
01L 59	5:06:40	+1-2	N100	Tau	22	281	211		b	5:06:47	7	0	1	×	
01L 60	5:07:25	+1-2	N100	Pup	14	204	323		b	5:07:31	6	0	1	×	
01L 61	5:08:01	+1-2	N100	Tau	21	289	221		c	5:08:06	5	0	1	×	
01L 62	5:11:25	+1-2	N100	Pup	14	195	323		b	5:11:31	6	2	2	×	
01L 63	5:12:03	+1-2	N100	Lep	16	227	287		b	5:12:07	4	3	2	×	
01L 64	5:15:50	+1-2	N100	Crv	22	135	211		a	5:15:56	6	5	4	×	
01L 65	5:17:59	+1-2	N100	Lep	16	231	287		a	5:18:04	5	4	1	×	
										Average	7.5 [sec]				
			SPD	岡本氏ビデオ											
			N100	同架ビデオカメラ音声					a	立派な写り	カラーカメラ1		近赤外線分光カメラ		
			+F	フラッシュ					b	並		カラーカメラ2			
			+I	視野内					c	しよばいもの					

1. はじめに

川里町・清水 稔

(1) 動機

流星が流れた後にみられる煙のような痕跡のうち、特に長時間継続するものを永続痕と呼ぶ。今回、E層中での円柱状プラズマの拡散について考察するとともに、地球磁場が円柱状プラズマの拡散に与える影響について研究した。

(2) 主なパラメータ

高度：100 km前後， 大気の数密度： 10^{19} [$1/m^3$]， 気温：200 [K]，
 拡散係数 [m^2/s]：電子= 3×10^4 ， 大気分子イオン=26， 地磁気： 4×10^{-5} [T]
 ホール係数：電子=70， 大気分子イオン=0.06 (Na+も同程度と思われる。)

2. E層中におけるプラズマの拡散

(1) 磁場がないとき

プラズマの拡散は両極性拡散とよばれ、電子とイオンとが電気的中性を保ちながら一緒に拡散する。そのため、拡散速度のより大きい電子が遅いイオンを引きずりながら拡散していく。その結果、熱平衡プラズマの拡散係数はイオン単独の場合の約2倍の大きさになる。

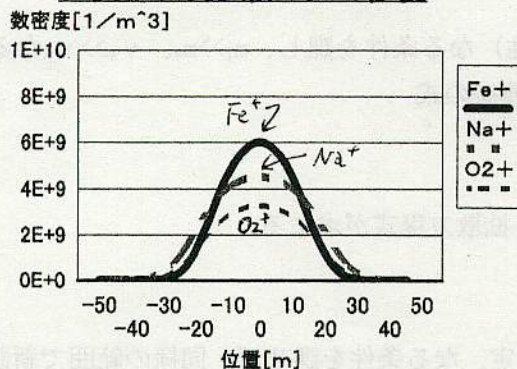
また、拡散速度は温度が高くなるほど大きくなる。

<一次元シミュレーション>

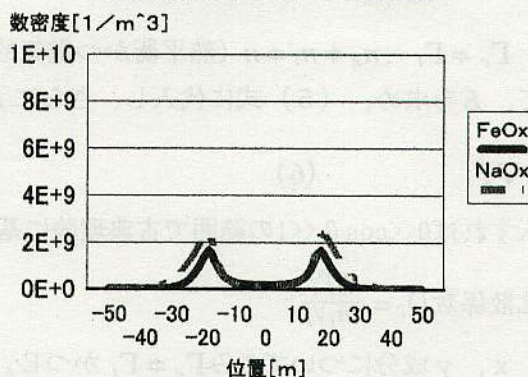
鉄イオン、ナトリウムイオン、酸素分子イオンの拡散定数を見積もり（かなりアバウト）、ガウス分布する温度場（初期中心温度2200 [K]）の中で拡散させてみた。なお、各イオンの初期分布はすべて同じガウス型とし、酸素イオンのみ時定数1秒で電子と再結合するとした。

また、拡散した金属イオンが低温[-73°C]の高層大気と接触し、金属酸化物のダスト（帯電？）が生成すると仮定し、それらの分布もあわせてシミュレートしてみた。

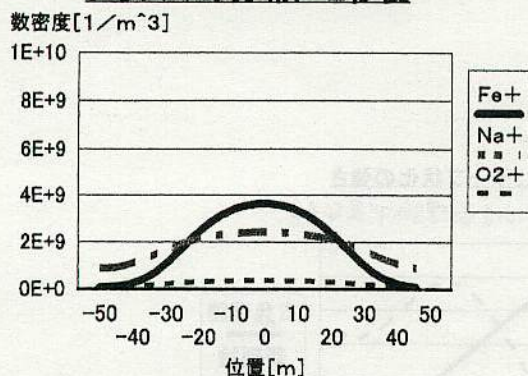
プラズマの分布/0.4秒後



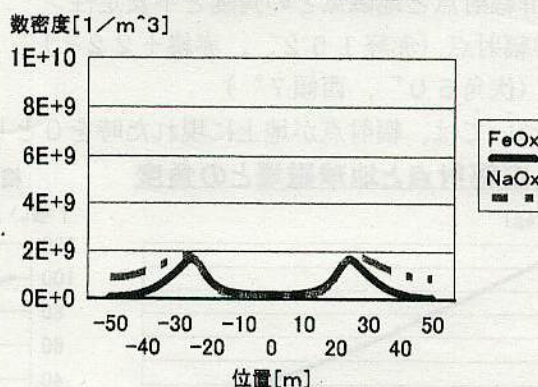
ダストの分布/0.4秒後



プラズマの分布/2秒後



ダストの分布/2秒後



<拡散方程式の導出>

プラズマ中の電子（添字 e）、イオン（添字 i）それぞれの運動量バランスより、

$$kT_e \nabla n_e + e(n_e \mathbf{E} + \mathbf{\Gamma}_e \times \mathbf{B}) = -m_e \nu_e \mathbf{\Gamma}_e \quad (1)$$

$$kT_i \nabla n_i - e(n_i \mathbf{E} + \mathbf{\Gamma}_i \times \mathbf{B}) = -m_i \nu_i \mathbf{\Gamma}_i \quad (2)$$

ここで、 $\mathbf{\Gamma}$ はフラックス、 ν は中性大気分子との衝突振動数。
これを $\mathbf{\Gamma}_e$ について解くと、

$$\mathbf{\Gamma}_e = -\frac{kT_e}{m_e \nu_e} \frac{1}{1+h_e^2} [\nabla n_e + h_e^2 (\nabla n_e \cdot \mathbf{b}) \mathbf{b}] - \frac{en}{m_e \nu_e (1+h_e^2)} [\mathbf{E} + h_e^2 (\mathbf{E} \cdot \mathbf{b}) \mathbf{b}] + \frac{n_e h_e^2}{1+h_e^2} \frac{\mathbf{E} \times \mathbf{B}}{|\mathbf{B}|^2} + \frac{kT_e}{m_e^2 \nu_e^2 (1+h_e^2)} \nabla n_e \times \mathbf{B} \quad (3)$$

ここで $\mathbf{b} = \frac{\mathbf{B}}{|\mathbf{B}|}$, $h_e = \frac{e|\mathbf{B}|}{m_e \nu_e}$ (ホール係数)。イオンについても e を $-e$ とする外は同様。最後の項は見掛けのフラックスなので無視する。

$h_e \gg 1, h_i \ll 1$ より

$$\mathbf{\Gamma}_e = -\frac{kT_e}{m_e \nu_e} [(\nabla n_e \cdot \mathbf{b}) \mathbf{b}] - \frac{en_e}{m_e \nu_e} [(\mathbf{E} \cdot \mathbf{b}) \mathbf{b}] + n_e \frac{\mathbf{E} \times \mathbf{B}}{|\mathbf{B}|^2} \quad (4)$$

$$\mathbf{\Gamma}_i = -\frac{kT_i}{m_i \nu_i} \nabla n_i + \frac{en_i}{m_i \nu_i} \mathbf{E} \quad (5)$$

$T_e = T_i$, $\mathbf{\Gamma}_e \neq \mathbf{\Gamma}_i$, $n_e \neq n_i \neq n$ (熱平衡かつ電気的中性) なる条件を課し、 $m_i \gg m_e$, $\nu_e \gg \nu_i$ なる近似をして、 \mathbf{E} を求め、(5) 式に代入し、さらに $\mathbf{\Gamma}$ を連続の式

$$\frac{\partial n_i}{\partial t} = -\nabla \mathbf{\Gamma}_i \quad (6)$$

に代入すれば $0 < \cos \theta < 1$ の範囲で古典理論に基づく拡散方程式が求まる。

なお、拡散係数 $D_i = \frac{kT_i}{m_i \nu_i}$

また、 x, y 成分についてのみ $\mathbf{\Gamma}_e \neq \mathbf{\Gamma}_i$ かつ $E_z = \text{一定}$ 、なる条件を課せば、同様の範囲で新説による拡散方程式が求まる。

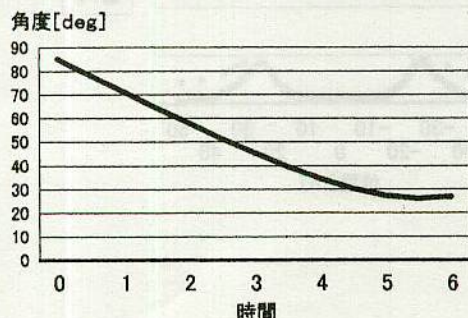
<しし群輻射点と地磁気との角度と不安定性>

しし群輻射点 (赤経 152° , 赤緯 $+22^\circ$)

地磁気 (伏角 50° , 西傾 7°)

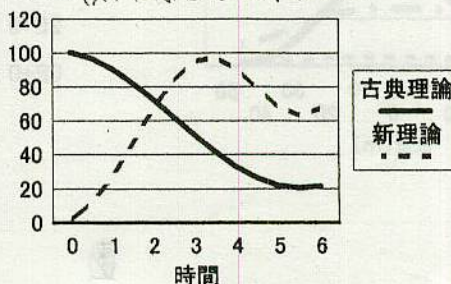
時間については、輻射点が地上に現れた時を 0 とした。

しし座輻射点と地球磁場との角度



槽凹化、テープ状化の強さ

↑強い (スケールは両理論で異なる)



(2) プラズマを2次元的構造と捉える場合 (新説)

プラズマが円柱状であることから、z軸に沿ったフラックスが電子とイオンとで異なっても(つまり、電流が流れても)電気的中性条件は満たされると考え、z軸に沿ったフラックスの差異を許容した。

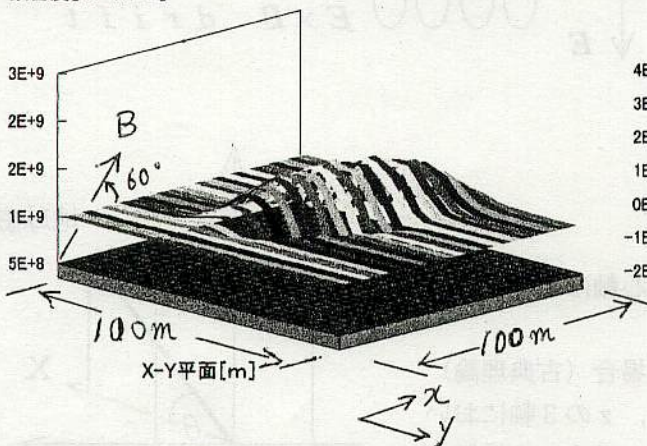
得られた理論式には逆拡散項が含まれ、その大きさの程度により偏微分方程式は「楕円型」から「双曲線型」へ遷移し、プラズマの形態に強い不安定性(テープ状化)を生じさせる。

$$\frac{\partial n}{\partial t} \div D_i(1+K)\frac{\partial^2 n}{\partial x^2} + D_i(1-K)\frac{\partial^2 n}{\partial y^2} - D_i K \frac{1}{h_i} \sin \theta \frac{\partial^2 n}{\partial x \partial y} \quad K = \frac{1}{1+A \tan^2 \theta}$$

(但し、一定温度の場合。) nはプラズマの密度、 $A=1/(h_i \cdot h_e)$ [$=0.2$]、 D_i はイオンの拡散定数 [$=26 \text{ m}^2/\text{s}$]、 h_i 、 h_e はそれぞれイオン、電子のホール係数 [$=0.06, 70$]である。

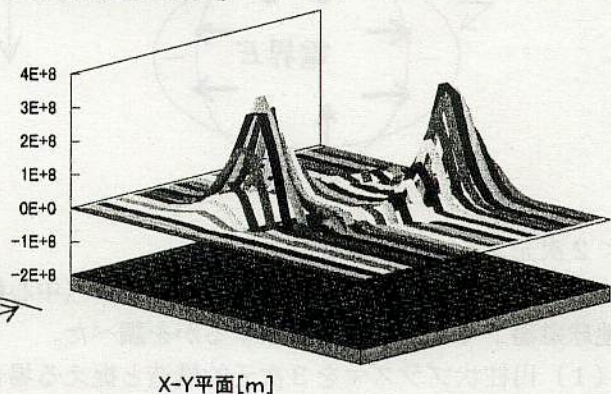
プラズマの分布/ $t=0.2[\text{s}]$, $\theta=60^\circ$

数密度 [$1/\text{m}^3$]



ダストの分布/ $t=0.2[\text{s}]$, $\theta=60^\circ$

ダスト数密度[任意単位]



地球磁場がプラズマ円柱と斜交するとき、プラズマの空間形状は円柱状から「テープ」状に変化していき、ダストの空間分布は二本の円柱(割り箸)のような分布になった。

6. 最後に・・・永続痕もダストトレイル?

写真は、超微粒子を作成するためW金属を $\text{O}_2 + \text{Ar}$ ガス中にて蒸発させた実験であるが、周囲の冷たいガスと、蒸発した金属原子とが接触して卵殻状のダスト領域が発生している。

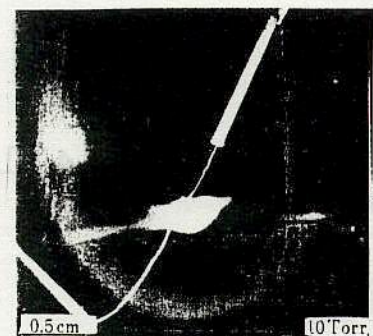
この実験とのアナロジーで、永続痕も、流星物質からアブレーションした金属イオンが拡散し、冷たい高層大気と接触して金属酸化物のダストが生成し、それが永続痕となって見えるのではないだろうか。痕の形態についても通説は高層大気の風と拡散とによると説明するが、プラズマの拡散や地球磁場が痕の形態に影響を与えてはいないのだろうか。アマチュアらしい「大胆な発想」(笑)のもとで、今後とも研究していきたい。

最後に、NMS同報にて地球磁場説に対し貴重なご意見を下さった皆様に感謝します。

7. 参考文献

「放電ハンドブック」、電気学会、昭和50年6月2日、再版6刷

R.E.Robson, Dispersion of meteor trails in the geomagnetic field, PHYSICAL REVIEW E, VOL. 63, 026404



海鏡作成
11-157
1991.3.25
共2
P.349
F.Y.

(2) 磁場があるとき

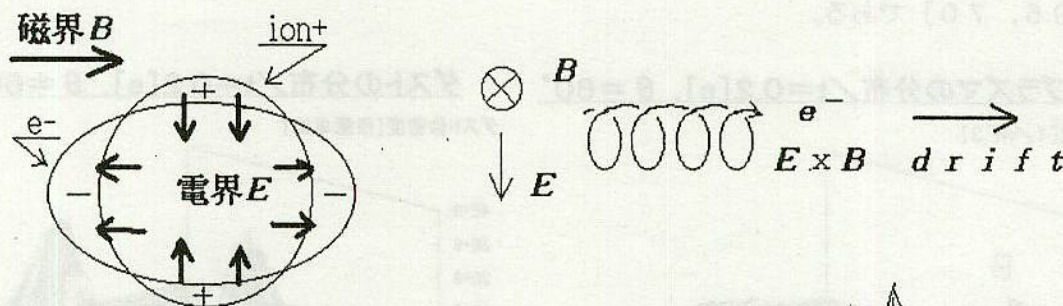
イオンは磁場の影響をほとんど受けない（ホール係数： $0.06 < 1$ ）。これに対し、電子は磁場の影響をかなり受ける（ホール係数： $70 > 1$ ）。電子は磁力線の周りを回転運動する性質があるから、電子は磁場と直交する方向には、動きづらい。このため、

①磁場と直交する方向ではイオンの方が電子よりも早く拡散する。

②その結果、イオンは電子に引き戻され、磁場と直交する方向のプラズマの拡散速度は磁場と平行な方向の約半分となる。

また、拡散に伴って発生する両極性電場と磁場とにより、 $E \times B$ ドリフトが電子に発生し、ドリフトする電子に引っ張られてイオンもその方向へドリフトする。

<参考図>



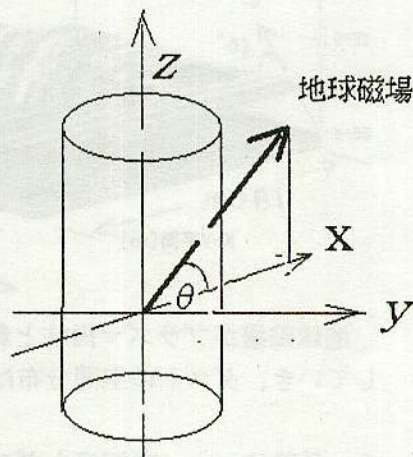
<2次元シミュレーション>

当初ガウス分布していた円柱状プラズマ（中心軸はZ軸）が地球磁場下でどのように拡散するかを調べた。

(1) 円柱状プラズマを3次元の構造と捉える場合（古典理論）

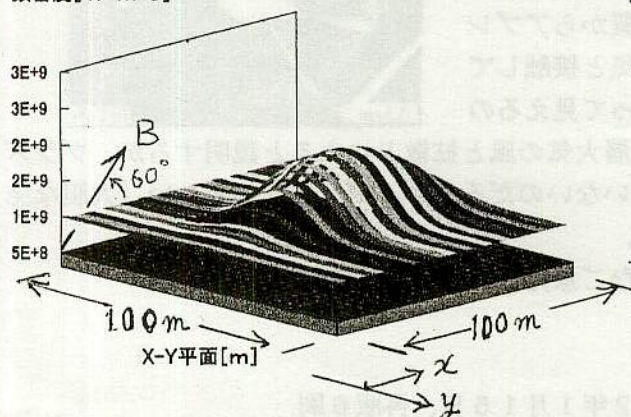
両極性拡散に関する古典理論に従い、 x , y , z の3軸において、電子とイオンのフラックスが等しいとした。イオンの拡散定数を $D_i = 26 \text{ [m}^2/\text{s]}$ とし、 n をプラズマの密度とすると、

$$\frac{\partial n}{\partial t} \div D_i \left[(1 + \cos^2 \theta) \frac{\partial^2 n}{\partial x^2} + \frac{\partial^2 n}{\partial y^2} \right] \quad (\text{但し、一定温度の場合。})$$



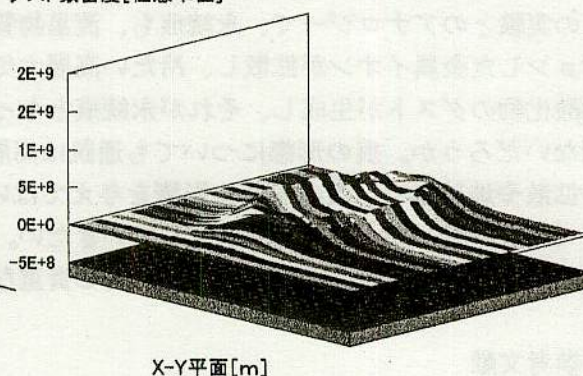
プラズマの分布 / $t=0.4[\text{s}]$, $\theta=60^\circ$

数密度 [$1/\text{m}^3$]



ダストの分布 / $t=0.4[\text{s}]$, $\theta=60^\circ$

ダスト数密度 [任意単位]



(シミュレーションの温度分布は $T(x, y) = 2000 \exp(-(x^2 + y^2)/100) + 200 \text{ [K]}$ とした。) プラズマの空間分布は地球磁場方向に伸びた楕円形、ダストの空間分布は円筒状となった。

扁平な 柱

しし座流星群・ 流星痕同時観測キャンペーン2002観測の お願い

○戸田雅之、山本真行、比嘉義裕、藤田充宏
(流星痕同時観測キャンペーン)

2002. 10.20. 第102回流星物理セミナー

はじめに

2001年のしし座流星群はMcnaught-Asher、E.Lyytinenらによる事前予測通り、東アジア地域でZHR3000を超える大出現となり、多数の火球が出現し大量の流星痕が観測された。同時観測キャンペーン2001に集められた流星痕観測データから同時流星痕33個、単独観測流星痕103個が見い出された。これは一夜で観測された流星痕の観測数として世界的に例のないものである (Toda M., et al., 2002, ISAS Report SP, submitted) 。 この時の観測から主な流星痕の3次元解析 (Yamamoto M-Y., 2002, ISAS Report SP, submitted) 、出現30秒後までの永続痕形態分類 (Higa Y., et al., 2002, ISAS Report SP, submitted) の成果があがった。

本報告では、昨年の成果と問題点を踏まえた上で、2002年しし群観測計画を提案する。

問題点

2001年のしし座流星群では、流星雨観測時ならでの幾つかの問題点を残した。例えば：

(1) 火球情報

→ 出現時刻、等級など。

(2) 流星痕撮影時刻

→ 記録が分単位。あるいは大出現下で記録が間に合わない。

問題点

(3) 出現星域 (星座)

→ 記録の不備。短い露出で星が写っていない。

(4) 長時間露出

→ 高層大気の変動と拡散の影響。

→ 短時間露出 (1 秒、2 秒) に対する不安。

「本当に写るの？」

→ 流星痕同時観測キャンペーンのPR不足。

2002年に向けて (1)

2002年しし座流星群の出現ピークは、McNaught-Asher の予測によると19日03h55m、10h30m (いずれもUT) とされている。

2002年の日本における永続痕出現頻度は2000年以前の出現レベル (極大夜に1～3個/1観測点) まで低下するであろう (小川、2002*)。今年の流星痕観測では、昨年の観測であらわになった4つの課題 (火球情報、流星痕撮影時刻、出現星域 (星座)、長時間露出) は避けて通れない。これは流星雨狙いで海外遠征する方こそ真剣に考えなくてはいけない。日本での永続痕出現数の大幅減少は、むしろ正確な記録を残しやすくなる事が期待できる。月明かりの影響を防ぐ事も兼ねる短時間露出のPRは今後必要である。

*: 小川 宏(2002): 2002年しし座流星群出現予報と見解。第7回レオニード流星群小研究会。

2002年に向けて (2)

2002年しし群の流星痕観測機材の提案です。

(1) 出現60秒以内の初期流星痕観測。

- F 値の小さい明るい望遠レンズ + 短時間露出
+ 高感度フィルム + 増感処理
- F 値の小さい明るい望遠レンズ + I.I. + CCDTVカメラ
- 上記の機材による多数の観測点による同時観測。

(2) 明るい標準～広角レンズによる 流星痕の位置観測。

(3) 対角／全周魚眼レンズを使った 火球モニター観測。

→流星痕を発生させた火球本体の光度変化の記録。

2002. 10.20. 第102回流星物理セミナー

流星痕同時観測キャンペーン2002

1998年にスタートした「流星痕同時観測キャンペーン」。2002年もキャンペーンを展開いたします。本年もぜひ流星痕の観測とキャンペーンの御協力をお願い申し上げます。

流星痕同時観測キャンペーンWeb Page URL :

http://www3.plala.or.jp/MY_Yamamoto/campaign/

観測報告先

流星痕同時観測キャンペーン事務局

〒168-0063 東京都杉並区和泉1-16-13

戸田雅之 方

TEL/FAX : 03-3321-0013

E-mail : meteortrain_masa@mac.com

流星通過後の軌跡は真空になる？(流体方程式の「超」近似)

2002. 10. 20 MSSセミナー
清水 稔

強い爆発の中心は俗に「真空」になると言われている。それでは流星通過後にできる高温円柱の爆発もそのようになるのであろうかと考え、シミュレーションしてみた。

なお、高度100km前後の大気分子の平均自由行程は1m程度であるが、円柱の初期半径も1mとしたので、流体力学の方程式にて近似できるか疑問の状況にあることに注意すべきである。(「超」近似とした理由)。

流体方程式

座標系として円柱状高温気体に沿った円柱座標 (r, θ, z) を採用する。 r は円筒の半径、 v_r は円筒の半径方向の速度をあらわす。

粘性による発熱や熱伝導を無視して等エントロピー流れ($Ds/Dt=0$)を仮定すると、流体方程式の近似式は、

(運動方程式、いわゆるNavier-Stokesの方程式)

$$\frac{\partial v_r}{\partial t} = -v_r \frac{\partial}{\partial r} v_r - \frac{1}{\rho} \frac{\partial p}{\partial r} + \frac{4}{3} \nu \left(\frac{\partial^2 v_r}{\partial r^2} + \frac{1}{r} \frac{\partial v_r}{\partial r} - \frac{1}{4} \frac{v_r}{r^2} \right) + \frac{\partial \nu}{\partial r} \left(\frac{4}{3} \frac{\partial v_r}{\partial r} + \frac{1}{3} \frac{v_r}{r} \right) \quad (\lambda = 0)$$

と、

(エネルギー方程式)

$$\frac{\partial T}{\partial t} = -v_r \frac{\partial T}{\partial r} - \frac{RT}{c_v} \frac{1}{r} \frac{\partial}{\partial r} (rv_r)$$

(ここで、 c_v :定積比熱、 c_p :定圧比熱、 ν :動粘性係数、 R :気体定数、 ρ :密度、 T :温度である。)となる。

周辺大気としては、高度100kmの超高層大気を想定し、 $c_p=1000\text{J}/(\text{kgK})$ 、 $\nu=13.3\text{m}^2/\text{s}^2$ ($T=200\text{K}$)、 $\rho=1.0 \times 10^{-6}\text{kg}/\text{m}^3$ 、 $T=200\text{K}$ とした。

また、

また、粘性については、Sutherlandの式を用いた。

$$\mu = \beta \frac{T^{\frac{3}{2}}}{T+S}, \quad \nu = \frac{\mu}{\rho}$$

$$\beta = 1.458 \times 10^{-6} \text{kg} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{m}^{-1} \cdot \text{K}^{-\frac{1}{2}}$$

$$S = 110.4\text{K}, \text{Sutherland constant}$$

とし、高温大気柱の初期の温度分布はガウス型とした。

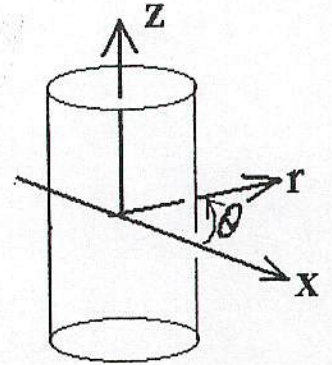
なお、密度 ρ と圧力 p は次の式から求められる。

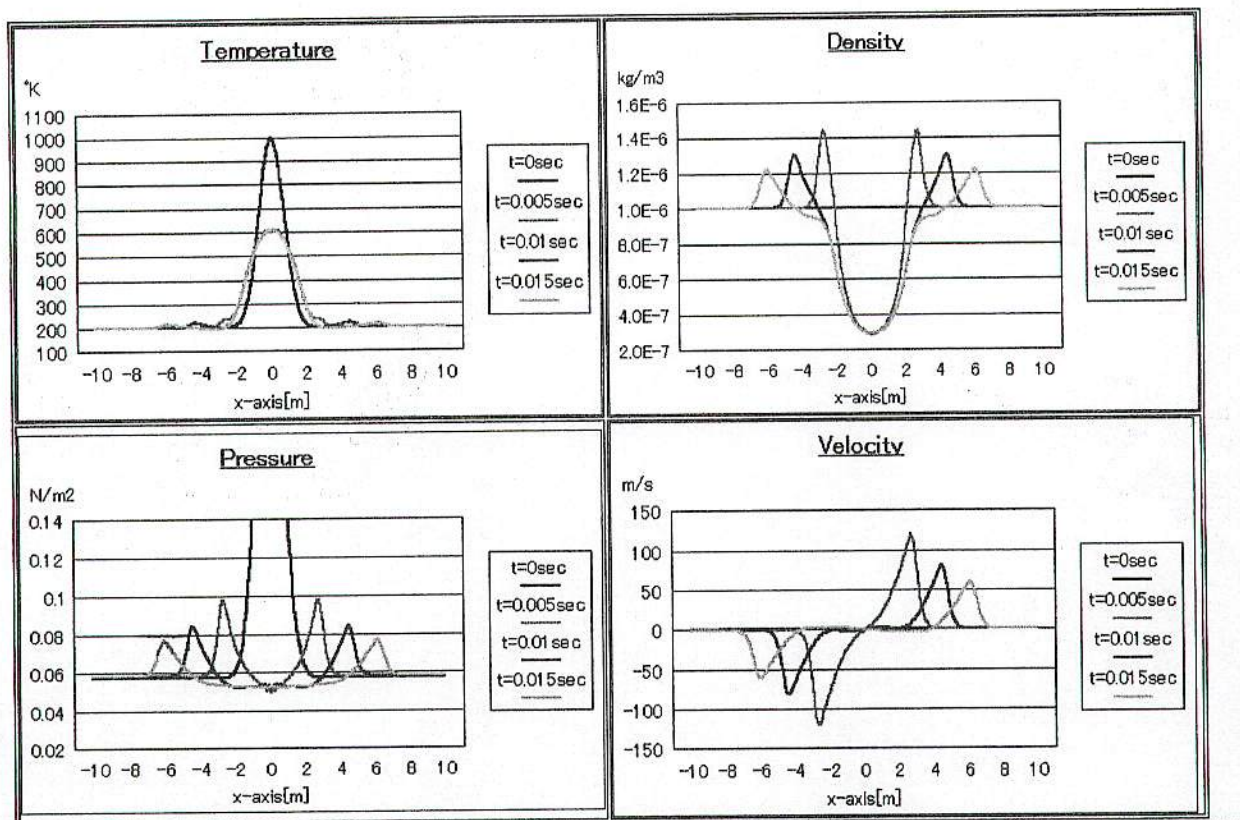
(連続の式)

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} = -v_r \frac{\partial \rho}{\partial r} - \rho \frac{1}{r} \frac{\partial}{\partial r} (rv_r)$$

(気体の状態方程式)

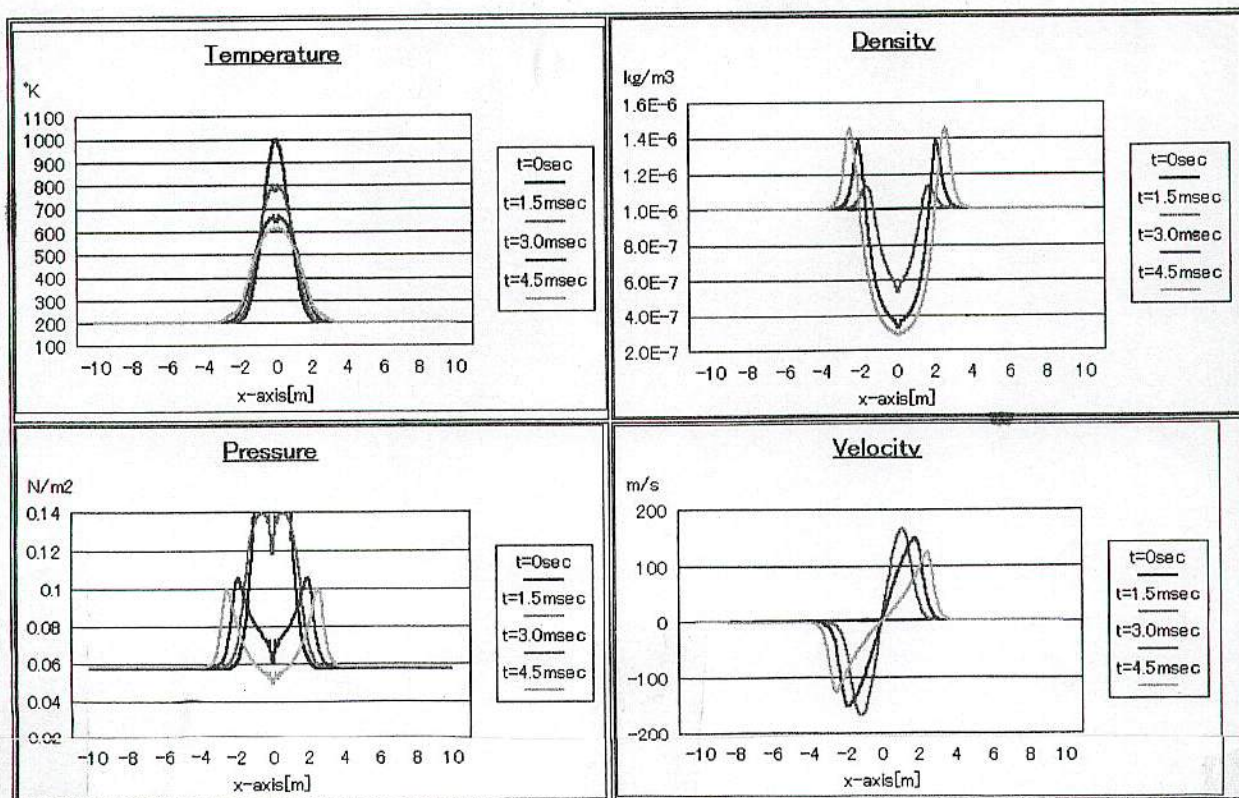
$$p = \rho RT$$





円柱中心部は「真空」にはならず、1割程度気圧の低い円柱領域となることがわかった。
また、爆発に伴い衝撃波 (Shock Wave) が発生し、音速で周囲に伝搬していくのが分かる。

なお、爆発の初期の挙動は次の通りであって、中心部の高温大気が周囲の冷たい大気を押し上げながら断熱膨張している様子がわかる。



永続痕中のオゾン生成 =2=

清水 稔

1.はじめに

永続痕中では数多くの化学反応が進行している。そしてそれらの中で最も有名な反応はChapmanサイクルである。そのサイクルの中ではナトリウムとオゾンとが反応し、励起されたナトリウム原子が生成され、その励起されたナトリウム原子はまもなく、D線として知られている光を放射する。最近多くの研究者はオゾン層に注目し、オゾン層について研究した。しかし、中間圏におけるオゾンについては殆ど調査されていない。

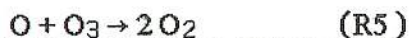
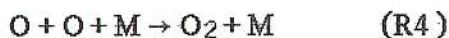
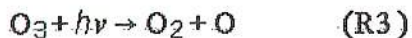
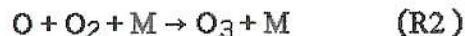
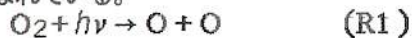
ところで、オゾンは酸素原子と酸素分子との結合により生成される。上層大気に突入する流星の速度は大変速いので、流星粒子から蒸発した原子は大気の酸素分子を衝突により解離させるのに十分な運動エネルギーを持っている。

B.Eliasson ら [1] は励起された窒素分子が酸素分子との強い結合によって酸素原子を生み出すことを提示している。2001年のしし座流星群において多くの人がピンクく発光する流星を目撃し、その流星のスペクトルは励起した窒素分子の存在を示唆している。

それゆえ、流星の軌跡中には数多くの酸素原子が生成され、それゆえ、オゾンも流星軌跡中にて生成されているだろう。私はこの生成されたオゾンがChapmanサイクルを動かしていると考える。

2.オゾン生成についての反応

1930に Sydney Chapman はオゾン層生成について次に示すモデルを提案した。そして、このモデルは現在、純酸素モデルと呼ばれている。

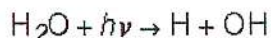


これらの反応において、“M” は O_2 や N_2 のような第3体を表す。

流星は昼間流星を除いて夜に流れるから、反応 (R1) と (R3) は流星痕中のオゾン生成についての計算については無視できる。しかし、後に説明するように、反応 (R1) のかわりに定常的な酸素原子供給源が必要とされる。

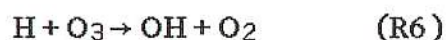
純酸素モデルに基づいた計算結果はオゾン密度について多すぎる見積りを示した。この多すぎる見積りを補正するためにオゾン破壊物質が導入された。それらは NO_x , ClO_x , その他である。

驚くべき事に、中間圏において水素は反応 (R5) よりも強くオゾンを破壊することが分かった。実際「水素層」と称すべきものが中間圏に存在する。そしてこの層は水の光化学分解により造られるのだろう。



夜光スペクトルはこれらの OH 分子の存在を示している。

これらの水素原子は次のようにオゾンを破壊し、酸素原子を消費する。



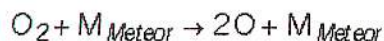
反応 (R6) と (R7) とを結びつけると H と OH の密度は大気中で不変であることがわかる。

オゾンの種となる酸素原子の消費については OH 分子より一酸化窒素 NO が単位時間あたりより多くの酸素原子を消費する。



次に、酸素原子を生み出す機構について考える。

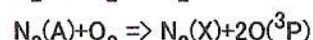
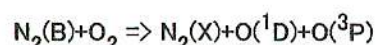
第1に、飛行中の流星から蒸発した原子/分子は静止した大気分子に対して数百 eV の大きな運動エネルギーを持っている。その結果、たとえ衝突が断熱的であるとしても両者の衝突によって酸素分子の衝突解離が生ずるであろう。



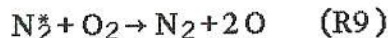
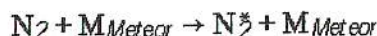
そこで $[\text{O}]_{\text{impact}}$ にて生成された酸素原子の総量をあらわす。

実際、 $\text{O}(^1\text{S}) \Rightarrow \text{O}(^1\text{D})$ の遷移を意味する酸素原子の 557nm の禁制線は流星の発光スペクトル中に観測され、それらの励起された酸素原子の存在はこの解離を示唆している。

第2に、窒素分子も同様な衝突により励起される。これらの励起された窒素分子、特に $\text{N}_2(\text{B})$ と $\text{N}_2(\text{A})$ は次のように酸素分子を解離する。([1]参照。)



モデル化のためにこれらの反応を次の式で代表させる。

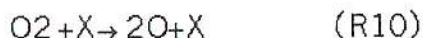


これらの反応は偶然に起こるから、酸素原子の密度を維持するためには定常的な酸素供給源が必要される。これらの定常的供給源がないと、酸素原子は数時間で消滅してしまう。

私はこれらの定常的供給源としてつぎのものを推測している。

- 宇宙線や太陽風
- 沢山の微光流星
- 成層圏界面からの拡散や大気重力波による対流

私はこれらの供給源を次の反応に統合する。



これらの反応から、私は中間圏における化学反応モデルを作成した。

$$\frac{d[\text{O}_3]}{dt} = k_2[\text{O}][\text{O}_2][\text{M}] - k_6[\text{H}][\text{O}_3]$$

$$\frac{d[\text{O}]}{dt} = -k_2[\text{O}][\text{O}_2][\text{M}] - k_8[\text{NO}][\text{O}] + k_9[\text{N}_2^*][\text{O}_2] + [\text{O}]_{\text{impact}} \cdot \delta(t) + k_{10}[\text{O}_2]$$

$$\frac{d[\text{N}_2^*]}{dt} = -k_9[\text{N}_2^*][\text{O}_2]$$

反応速度定数の見積もりの結果、 $[\text{H}]$, $[\text{NO}]$ は数時間内では不変であることがわかった。それでこれらの密度は定数と仮定する。興味深いことに第1と第2の化学反応式は平衡状態で $d[\text{H}]/d[\text{NO}] < 0$ を示唆している。

これらの微分方程式を解くことによって $[\text{O}]$, $[\text{O}_3]$ と $[\text{N}_2^*]$ についての等式がつぎのように得られる。

$$[\text{N}_2^*] = [\text{N}_2^*]_{t=0} \exp(-k_9[\text{O}_2]t)$$

$$[\text{O}] = \frac{[\text{N}_2^*]_{t=0}}{1 - \frac{B}{k_9[\text{O}_2]}} [\exp(-Bt) - \exp(-k_9[\text{O}_2]t)] + [\text{O}]_{\text{impact}} \cdot \exp(-Bt) + [\text{O}]_{\text{equ}}$$

$$[\text{O}_3] = k_2[\text{O}_2][\text{M}] \frac{[\text{N}_2^*]_0}{1 - \frac{B}{k_9[\text{O}_2]}} \times$$

$$\left[\frac{[\exp(-Bt) - \exp(-k_6[\text{H}]t)]}{-B + k_6[\text{H}]} - \frac{[\exp(-k_9[\text{O}_2]t) - \exp(-k_6[\text{H}]t)]}{-k_9[\text{O}_2] + k_6[\text{H}]} \right]$$

$$+ k_2[\text{O}_2][\text{M}][\text{O}]_{\text{impact}} \cdot \frac{1}{-B + k_6[\text{H}]} [\exp(-Bt) - \exp(-k_6[\text{H}]t)]$$

$$+ ([\text{O}_3]_{t=0} - [\text{O}_3]_{\text{equ}}) \exp(-k_6[\text{H}]t) + [\text{O}_3]_{\text{equ}}$$

ここで、

$$B = k_2[\text{O}_2][\text{M}] + k_8[\text{NO}]$$

$$[\text{O}]_{\text{equ}} = \frac{1}{B} k_{10}[\text{O}_2]$$

$$[\text{O}_3]_{\text{equ}} = \frac{k_2[\text{O}_2][\text{M}]}{k_6[\text{H}]} [\text{O}]_{\text{equ}}$$

ここで k_{10} は観測された 高さ90kmでの $[\text{O}]_{\text{equ}}$ に等しくなるように選ばれることに注意せよ。

3. シミュレーションと結果

さて、 $[\text{H}]$, $[\text{NO}]$, $[\text{O}_2]$, $[\text{M}] (= [\text{O}_2] + [\text{N}_2])$, 及び $[\text{O}]_{\text{equ}}$ に中間圏で観測された値を代入する。そして、高度90kmにおける反応速度定数を見積もる。それらは次の表に掲載されている。

反応速度定数		cm ³ /(molecule*sec)
k ₂	$6.2 \times 10^{-34} \exp\left(\frac{T}{300}\right)^{-1.25} [M]$	$1.98 \times 10^{-20} [M]$
k ₆	$1.4 \times 10^{-10} \exp\left(\frac{-931}{RT}\right)$	1.07×10^{-11}
k ₈	$3.0 \times 10^{-11} \left(\frac{T}{300}\right)^{0.3}$	2.58×10^{-11}
k ₉	参考文献[1]より見積もった値	2.1×10^{-11}
k ₁₀	$B[O]_{\text{equ}}/[O_2]$	$7.4 \times 10^{-6} [1/s]$
R	ガス定数	$1.97 \text{ cal}/(\text{mol} \cdot \text{K})$
温度	高さ 90 km での値	181K

化学種(90km)	[H]	[NO]	[O ₂]	[M]	[O] _{equ}
molecules/cm ³	8.58×10^7	2×10^7	1.39×10^{13}	6.8×10^{13}	1.99×10^{11}

計算された $[O_3]_{\text{equ}}$ は 5.98×10^7 molecules/cm³ だが、この計算値は観測されたオゾン密度より3倍高い。

次の2つのケースについてオゾン密度を計算した。

(1) Case-1

約10%の酸素分子が流星粒子から蒸発した粒子との衝突によって解離し、さらに10%の窒素分子がその衝突により励起した。
このとき

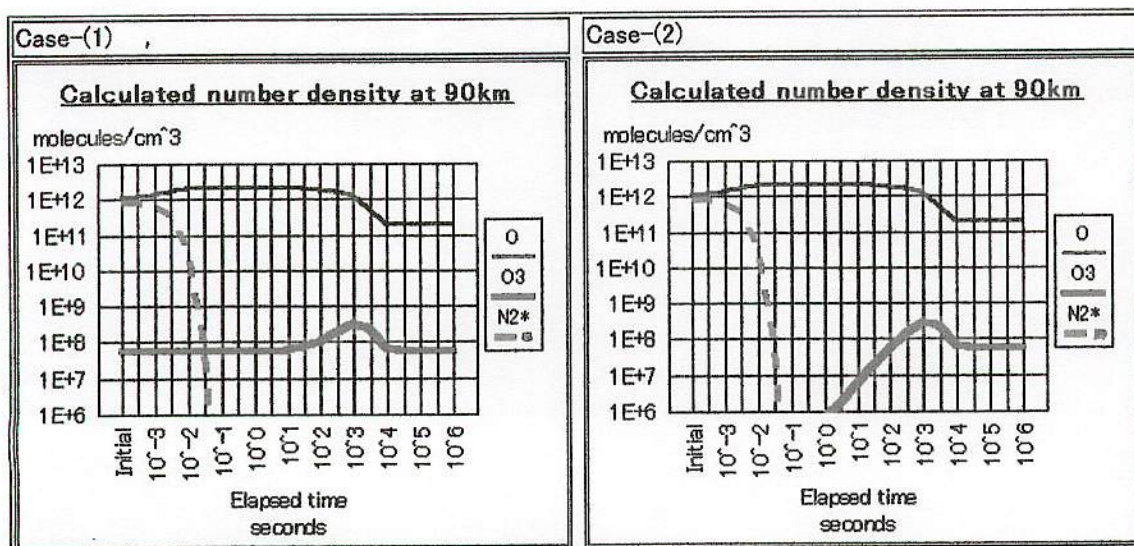
$$[O]_{\text{impact}} = 0.1 * [O_2] \text{ and } [N_2^*] = 0.1 * [N_2]$$

となる。

このケースでは $t=0$ におけるオゾンの熱的、光学的分解は無視されている。
それで $[O_3]_{t=0}$ は $[O_3]_{\text{equ}}$ に等しい。

(2) Case-2

オゾン分子は $t=0$ において熱的、光学的反応により完全に分解されている。
他の条件は Case-(1) と同じ



両ケースにおいて、オゾン密度に関する遅延時間は数分である。しかし、case-(2) は case-(1) より永続痕の観測された光度曲線とよりよく類似している。なぜなら、流星痕は流星発光後、数分で明るくなり始めるからである。

4. References

1. Journal of Atomic and Molecular Physics, EPS, Volume 17, Number 22, November 1984, p.L797-L801

3. Chronological Scientific Tables, National Astronomical Observatory, Maruzen, 1997
 4. Erik Noble, Ozone And Water Vapor: Analyzing Their Relationship Within The Mesosphere, SOARS@Summer 2001
 5. Published European Patent EP 314482 A1
 6. Michel H. Covinsky et al. The reaction dynamics of sodium with ozone, J. Chem. Phys. 97(4)
-

12. Jan. 2003

15. Jan. 2003 & 17. Jan. 2003 corrected wrong words and inadequate expressions

Home

【論文紹介】

流星痕カタログ パート1

戸田雅之、山本真行、比嘉義裕、渡部潤一

Catalogue of Persistent Train I : Meteor Train Images During 1988-1997 and the Development of an Optimum Observation Technique

1988年から1997年にかけてアマチュア観測者により永続流星痕の観測に成功している。本論文では37個の永続流星痕（以下永続痕）の122画像を収録してある。その中には2点同時観測が成立した6永続痕も収録されている。淡く光る流星痕の微細構造を捉える撮影方法はこの時期にみだされた。短時間露出による痕のスナップショットは永続痕の形態研究にむすびついた。永続痕の空間分解能と時間分解能はこの10年間に向上し、その成果は流星痕同時観測キャンペーンへの橋渡しとなった。

流星痕は明るい流星の出現後に見られる淡いプラズマの発光体である。多くの流星痕は数秒で消える。稀に10分から1時間も発光するものを永続痕としている。

日本では江戸時代（19世紀）に永続痕が報告されている。（渡辺美和、長沢 工：2000年）。この中から3枚の図を紹介する。1982年と1992年のスケッチも紹介する。両方ともオリオン群である。前者ではスパイラル状、後者では割り箸状である。永続痕の写真観測では望遠レンズを使う。形状変化の大きいので、痕の出現から撮影開始までとにかく速くし、痕の露出時間は5秒かそれ以下にすればよい画像が得られる。

出現頻度が稀な永続痕の撮影は大勢のアマチュア観測者の協力なくしては出来なかった。淡く光る永続痕の撮影方法を紹介します。ISO1600以上の高感度フィルムを用い、レンズのFが2.8よりも明るいものを使い、短い露出時間での撮影が望ましい。この10年間は永続痕撮影の空間／時間分解能向上の努力がされた。使用レンズで見ると当初は50ミリF1.4だったものが、1997年では永続痕の微細構造狙いで200ミリF2.0を使うまでになった。後に続く流星痕同時観測キャンペーン（Toda et al.

流星痕カタログ パート1では1988年から1997年の10年間に日本のアマチュア観測者によって撮影に成功した永続痕の画像を掲載する。2001年しし座流星群の大出現を含む1998年から2002年までの5年間は流星痕カタログパート2（Higa et al. to be submitted）として出版される予定である。

6つの永続痕について同時観測が成立した。オリオン群：2、しし群：4である。発光高度は98～109キロ、消失高度は75～89キロ。長さは11～26キロ、幅は460～810メートル。群による明らかな違いは見いだされなかった。（概略：終）

Catalogue of Persistent Trains I: Meteor Train Images during 1988–1997 and the Development of an Optimum Observation Technique

Masayuki TODA*, Masa-yuki YAMAMOTO**, Yoshihiro HIGA*,
and Jun-ichi WATANABE

(Received September 30, 2003)

Abstract

Images of persistent meteor trains successfully detected by amateur observers in Japan during 1988–1997 were archived. The archive contains 122 images for 37 persistent meteor trains including six simultaneous image sequences from multiple-site observations. Photographic technique for detecting the fine structure of the faint luminescence of meteor trains was established in this period. It became clear that snapshots of short exposures are valuable for the morphological study of persistent trains. As a result of the application of this technique, spatial and time resolved images of persistent trains were gradually improved during 1988–1997, leading to the METEOR TRain Observation (METRO) campaign in Japan.

Key words: Persistent meteor train, Imaging, Simultaneous observation, Amateur observers, METRO campaign.

1. Introduction

Meteor trains are identified as faint and thin luminous plasma clouds that can be seen after the appearance of bright meteors. Most of meteor trains usually disappear within a few seconds; however, some meteor trains can present from 10 minutes to 1 hour. These long-lasting trains are defined as persistent trains. However, the detailed mechanism of the luminescence of persistent trains has not been clarified yet. Persistent train phenomena are so rarely observed that the archived images are very valuable for the investigation of the morphology of persistent meteor trains.

Such persistent trains were reported by general public from ancient times (Watanabe and Nagasawa 2000). Persistent train drawings, shown in Figures 1-1 to 1-3, were quoted from ancient personal notes or diaries, which were written in 19th century (the “Edo” era) in Japan. Figures 2-1 and 2-2 are recent sketches recorded by amateur observers in 1982 and in 1992, respectively. The former image shows a spiral structure whereas the latter is a “chopsticks” shaped train. Strong motivation to observe meteor trains in detail was led by these strange images. Assuming the former appeared at 100 km altitude above the observer, the both of diameter and repetition wavelength of the small-scale spiral can be found to be about 900 m. In order to investigate detailed morphology of persistent trains, photographic observations using telephoto lens are necessary. Due to the rapid morphological change of meteor trains, quick aiming at persistent trains and short exposures less than 5 seconds are very significant.

Meteor train observations have been led by amateur observers because large amount of their observations could detect the exceedingly rare and unexpected phenomena. The photographic technique applied to detect the faint lumines-

cence of meteor trains was the following: high-sensitivity film of ISO 1600 or grater (frequently with intensifying development), wide aperture lens of $F=2.8$ or brighter, and short exposure time. Typical instrumentation for meteor train observations is shown in Figure 3. Initially, a 50 mm lens of $F=1.4$ was mainly used, whereas a 200 mm telephoto lens for detailed imaging was used in 1997. Meteor train imaging method as well as photographic resolution and sensitivity had been gradually improved during 1988–1997, leading up to the METEOR TRain Observation (METRO) campaign in Japan during the Leonids’ storm period 1998–2002 (Toda et al. 2003).

In this catalogue part I, images of persistent meteor trains which had been successfully photographed by amateur observers in Japan during the period 1988–1997 are archived. The results obtained during 1998–2002 will be published in the catalogue part II (Higa et al. 2004).

2. Image archives

37 observations of persistent trains obtained between 1988 and 1997 in Japan were archived. About half of the images were photographed by the authors. The other images were observed by a few pioneers in their own trials and were collected afterward. Table 1 is an observation summary containing the following information: name of the parent meteor shower, observed date and time, observer, number of obtained images, focal length f and F -number of lens used, observation site (city or town, prefecture), and image sequence code.

2.1 Code of image sequence

The observation code of each image is based on the name of the parent meteor shower, observation date and time, observer, and photographical conditions.

(examples)

123456789012345678901234567 (column numbers)
O198810220231_yamanami1CF01
L200111190116Btodamasa2MF01

* Meteor Train Observation Campaign, 1–16–13, Izumi, Suginami, Tokyo 168–0063, Japan.

** Kochi University of Technology, 185, Miyanokuchi, Tosayamada, Kochi 782–8502, Japan.

Table 1. List of archived persistent trains. All cases (37 sequences for 29 trains) were observed in Japan during 1988–1997, including 6 groups of simultaneous observation from multiple sites (Train 3, 4, 11, 18, 19, and 23). Images archived in Figures 4-1 to 4-8 are numbered by ‘No.’ and ‘Images’ of this table. Code of each image sequence is labelled by the rule described as the text of subsection 2.1. Though the number listed in the column of ‘Images’ means whole obtained samples, not every image was archived in Figures 4-1 to 4-8. Some data were quoted from referred articles (Ueda 1988, Noda 1993, Toda 1993, and Shiba 1998).

No.	Train	Shower	Observation date	Time with error	Observer	Images	f	F	Observation site	Code of image sequences
1	1	Orionids	Oct. 22, 1988	02:31:19±2s	Y. Yamanami	3	50	1.4	Yuni, Hokkaido	O 198810220231_yamanami1CF01
2	2	Orionids	Oct. 22, 1988	03:15:30±2s	S. Suzuki	4	50	1.4	Yuni, Hokkaido	O 198810220315_suzukisa1CF01
3	3	Orionids	Oct. 22, 1988	04:04:02±2s	S. Shiraishi	3	85	2.0	Hoshino, Fukuoka	O 198810220404_shiraish1CF01
4					T. Minobe	6	55	1.8	Takazaki, Miyazaki	O 198810220404_minobeta1CF01
5	4	Orionids	Oct. 22, 1988	04:08:41±2s	S. Suzuki	11	50	1.4	Yuni, Hokkaido	O 198810220408_suzukisa1CF01
6					O. Watanabe	7	50	1.4	Atsuma, Hokkaido	O 198810220408_watanabo1CF01
7	5	Leonids	Nov. 18, 1990	03:16:53±2s	M. Toda	1	50	1.4	Gotemba, Shizuoka	L 199011180316_todamasa1MF01
8	6	Leonids	Nov. 18, 1991	04:08:45±15s	M. Toda	10	105	1.8	Gotemba, Shizuoka	L 199111180408_todamasa1MF02
9	7	Taurids	Nov. 18, 1991	05:01:48±2s	K. Maeda	video	24	1.4	Kiyotake, Miyazaki	T 199111180501_maedakou1MV01
10	8	Perseids	Aug. 13, 1993	02:49:10±10s	T. Noda	1	50	2.0	Yamamoto, Miyagi	P 199308130249_nodatsuk1CF01
11	9	Perseids	Aug. 13, 1994	01:33:30±30s	H. Yamanaka	2	50	1.4	Zao, Miyagi	P 199408130133_yamanaka1MF01
12	10	Perseids	Aug. 13, 1994	01:42:30±30s	M.-Y. Yamamoto	5	50	1.4	Zao, Miyagi	P 199408130142_yamamoto1MF01
13	11	Leonids	Nov. 19, 1995	01:38:00±2s	M. Toda	37	105	1.8	Gotemba, Shizuoka	L 199511190138_todamasa1MF01
14					H. Shioi	7	55	1.8	Nosaka, Chiba	L 199511190138_shioihir1MF01
15	12	Leonids	Nov. 19, 1995	about 02:30	S. Suzuki	3	50	1.8	Minamimaki, Nagano	L 199511190230_suzukisa1CF01
16	13	Leonids	Nov. 19, 1995	about 03:00	S. Suzuki	1	50	1.8	Minamimaki, Nagano	L 199511190300_suzukisa1CF01
17	14	Leonids	Nov. 19, 1995	03:33:30±30s	M. Yamasaki	4	50	1.2	Koishiwara, Fukuoka	L 199511190333_yamasaki1CF01
18	15	Perseids	Aug. 13, 1996	01:32:50±2s	M.-Y. Yamamoto	3	50	1.4	Zao, Miyagi	L 199608130132_yamamoto1MF01
19	16	Perseids	Aug. 13, 1996	02:02:32±2s	M.-Y. Yamamoto	4	50	1.4	Zao, Miyagi	L 199608130202_yamamoto1MF01
20	17	Orionids	Oct. 22, 1996	about 04:00	S. Suzuki	12	50	1.2	Fujinomiya, Shizuoka	O 199610220400_suzukisa1CF01
21	18	Leonids	Nov. 17, 1996	04:11:27±2s	M.-Y. Yamamoto	13	50	1.4	Yamamoto, Miyagi	L 199611170411_yamamoto1CF01
22					A. Narita	5	50	2.0	Daigo, Ibaraki	L 199611170411_naritaat1CF01
23	19	Leonids	Nov. 17, 1996	05:15:50±2s	S. Suzuki	20	50	1.2	Fujinomiya, Shizuoka	L 199611170515_suzukisa1CF01
24					C. Shimoda	5	135	2.8	Asahi, Nagano	L 199611170515_shimodac1MF01
25					M. Kobayashi	1	85	1.4	Oizumi, Yamanashi	L 199611170515_kobayash1CF01
26	20	<i>sporadic</i>	Nov. 3, 1997	03:29:09±10s	N. Tanaka	2	50	2.0	Kitago, Miyazaki	S 199711030329_tanakana1CF01
27	21	Leonids	Nov. 18, 1997	01:51:49±5s	S. Suzuki	3	50	1.2	Fujinomiya, Shizuoka	L 199711180151_suzukisa1CF01
28	22	Leonids	Nov. 18, 1997	02:01:30±30s	S. Suzuki	1	50	1.2	Fujinomiya, Shizuoka	L 199711180201_suzukisa1CF01
29	23	Leonids	Nov. 18, 1997	02:42:26±2s	M. Toda	20	200	2.0	Gotemba, Shizuoka	L 199711180242_todamasa1CF01
30					M. Kobayashi	9	85	1.4	Oizumi, Yamanashi	L 199711180242_kobayash1CF01
31					S. Suzuki	5	50	1.2	Fujinomiya, Shizuoka	L 199711180242_suzukisa1CF01
32	24	Leonids	Nov. 18, 1997	02:44:47±2s	M. Toda	11	200	2.0	Gotemba, Shizuoka	L 199711180244_todamasa1CF01
33	25	Leonids	Nov. 18, 1997	02:50:30±30s	M. Fujita	1	50	1.4	Iwanuma, Miyagi	L 199711180250_fujitami1CF01
34	26	Leonids	Nov. 18, 1997	02:56:15±2s	M. Kobayashi	5	85	1.4	Oizumi, Yamanashi	L 199711180256_kobayash1CF01
35	27	Leonids	Nov. 18, 1997	03:10:30±30s	M. Fujita	4	50	1.4	Iwanuma, Miyagi	L 199711180310_fujitami1CF01
36	28	Leonids	Nov. 18, 1997	03:48:30±30s	M. Fujita	3	50	1.4	Iwanuma, Miyagi	L 199711180348_fujitami1CF01
37	29	Leonids	Nov. 18, 1997	05:26:45±2s	K. Maeda	3	200	1.8	Kiyotake, Miyazaki	L 199711180526_maedakou1CF01

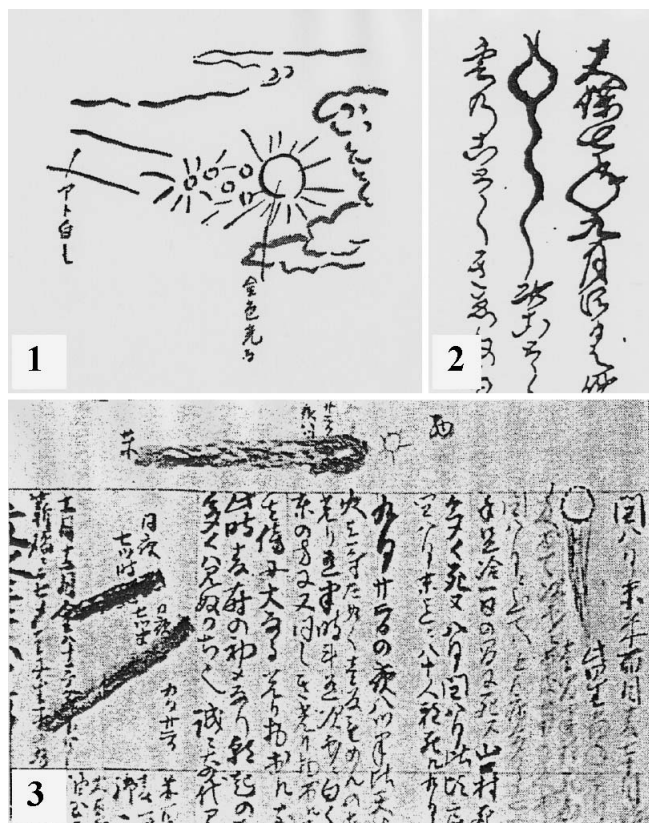


Fig. 1. Ancient sketches of persistent meteor trains. Figure 1-1 is quoted from “Tsurumura Nikki” (Diary of Mr. Tsurumura Kaneko) written in 1813 at Ishikawa prefecture. In description, the author wrote ‘In the dawn of Dec. 8, 1813, at about 6 o’clock, a fireball flew from east to west. It looked like a gold shining gourd and slowly flew to northern west with remaining white fabric trail along the path.’ Figure 1-2 is quoted from “Kadoyashiki Kyusuke Oboegaki” (Notes of Mr. Kadoyashiki) written in 1836 at Iwate prefecture (Watanabe 1994). The author wrote that ‘A red luminescent cloud appeared in the west at about 2 or 3 o’clock at night in Oct. 13, 1836. Its shape was like this.’ Figure 1-3 was quoted from “Kitatani Hanzou Kiroku” (A memorandum of Mr. Kitatani) written in 1862 at Tokushima pref. The author wrote that ‘About 4 o’clock at night of Nov. 11, 1862, something luminescence like a fireball or a fire on grind stone was found in the sky at slightly southward from the zenith. Though it was a moonlit night, the light whose size was a bolt of silk cotton shined into my house for a while and the luminescence was lasting for about one hour. Then, it became white and disappeared.’ These ancient Japanese descriptions were collected by Watanabe and Nagasawa (2000) and Watanabe, Y. (private communication, 2003).

(explanations)

- column 01 : Name of the parent meteor shower
(‘L’ : Leonids, ‘O’ : Orionids, ‘P’ : Perseids, ‘T’ : Taurids, and ‘S’ : sporadic meteor)
- column 02–13 : Observation date and time:
02–05 : Year (YYYY)
06–09 : Month and day (MMDD)
10–13 : Hour and minute (HHMM) as Japan Standard Time (JST=UT+9h)

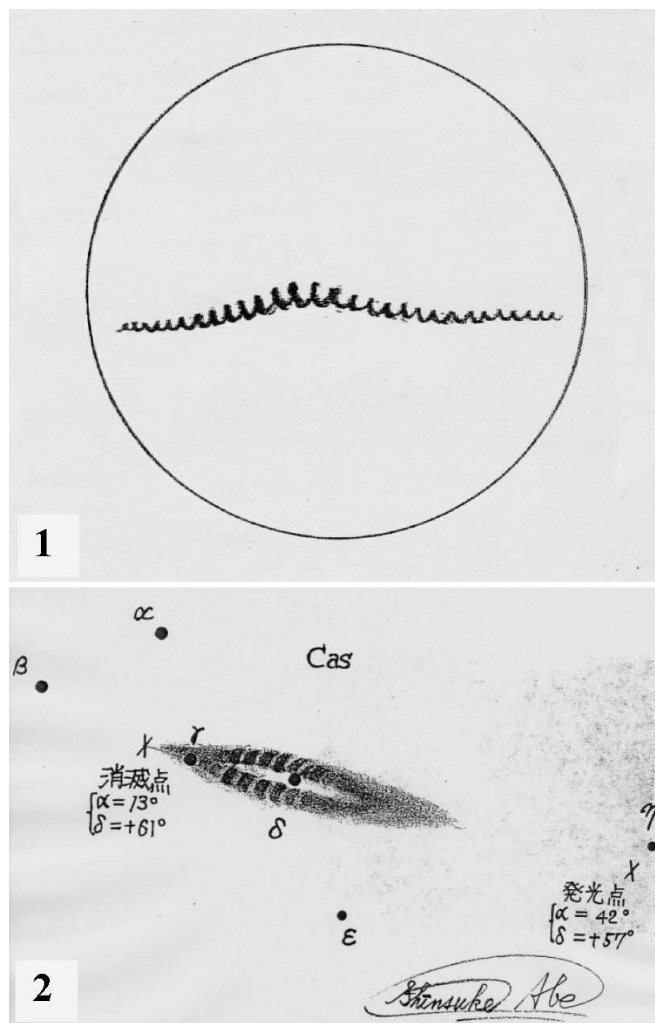


Fig. 2. Recent sketches of persistent meteor trains observed with a binocular. The persistent train shown in Figure 2-1 was observed 5–10 seconds after the appearance of an Orionids’ fireball of -8 magnitudes on Oct. 23, 1982 (Suzuki 1989). The field of view of 9×35 mm binocular was 7.3 degrees. The train shown in Figure 2-2 was observed after an Orionids’ fireball of -7 magnitudes appeared at 1:31:05 on Oct. 22, 1992. Description of “Dark-striped pattern was spreading as it sprang from the center to both sides. The empty space was found along the center line and diffused as time went by.” was added (Abe, private communication, 2003).

- column 14 : Alphabetical order if multiple trains appeared within a minute
- column 15–22 : Observer name code (8 characters)
- column 23 : Camera number for each observer
- column 24 : Type of color (‘C’ for color imaging, ‘M’ for monochrome one)
- column 25 : Type of camera (‘F’ for film, ‘D’ for digital device of CCD or CMOS, and ‘V’ for video)
- column 26–27 : Image number of each sequence by 2 columns

2.2 Field of view of the image

All observations reported in the period 1988–1997 were taken with a 35 mm size photographic camera with an objec-



Fig. 3. Typical 35 mm size photographic cameras used for persistent train imaging. Wide aperture lenses were selected for detecting faint luminescence. Equipped lenses are a 50 mm lens of $F=1.4$ (left) and a 200 mm telephoto lens of $F=2.0$ (right), respectively. The camera with telephoto lens should be loaded with another sub-camera with a 50 mm lens because wide field of view is effective for determining the direction of field as well as for fail-safe operation. In addition, a steady single-grip and well-balanced camera platform is necessary for quick aiming. A photographic camera with autowinder and data backup system has great advantage for accurate persistent train imaging.

Table 2. Field of view of typical lens for 35 mm film camera.

Focal length (mm)	Field of view (degrees)
35	53.0×37.0
50	39.0×26.0
85	25.3×17.0
105	19.5×13.0
135	15.1×10.1
200	10.3×6.8

tive lens except for sequence No. 9 (video observation with a Hamamatsu VB 1366B image intensifier. Focal length and F -number of lens and some other features were varied by each observer. The size of each field of view is proportional to the focal length of each selected lens. Typical focal lengths and corresponding fields of view are listed in Table 2. The field of view for each image sequence is written as ‘FOV’ in the Figures 4-1 to 4-8 because many samples are trimmed images.

2.3 Other parameters

In Figures 4-1 to 4-8, ‘Ts’ means start time of each exposure, counted from the appearance of the parent fireball. ‘Exp’ represents the exposure period for each snapshot. Because of the rapidly diffusing feature of persistent trains, images with short ‘Ts’ and ‘Exp’ are very significant for morphological study. Some observers selected larger ‘Exp’ near the end of their observation sequences in order to obtain clear images of faint long-lasting trains. Absolute observing time is also significant for multiple site observations. By using a tape recorder, click sound of cameras can be simultaneously recorded with sound of the time signal, so that the exposure timing of each snapshot was accurately obtained in many recent cases. Accurate time signal can be easily obtained whenever either a GPS receiver or a shortwave radio is available.

Meteor train images obtained in the period 1988–1997 are archived in Figures 4-1 to 4-8. Here, images are ordered by their appearance date and time. In this period, 37 persistent

meteor trains were observed. Six groups of image sequences were successfully operated from multiple stations as well as 23 examples were observed from a single site. The archive contains at least one image for almost every sequence, however, not every image is shown in this paper due to the limitation of space. Electronic file archives of the 252 meteor train images are also available on the web site (Yamamoto et al. 2004).

3. Discussions

The archived persistent trains of Orionids in 1988 (Figure 4-1) were the first significant examples for simultaneous observation of the decade 1988–1997. Before 1994, several pioneer examples of photographic persistent train observations were taken with short exposure time within 15 seconds. In this trial period, the focal length of each observation was less than 105 mm, so that the spatial resolution of each train image was relatively insufficient. In 1995, simultaneous observation of a Leonids’ persistent train was obtained by two observers (Figure 4-3). However, the triangulation condition was insufficient because one observation was made with a long exposure time. In 1996, two successful multiple-sites observations of Leonids’ trains were carried out (Figures 4-5 and 4-6). The triangulation results of simultaneously observed trains were shown in Table 3. In 1997, three series of close-up Leonids’ train images were successfully taken with a 200 mm telephoto lens, so that two spiral-like train image sequences were clearly obtained (see Figures 4-7 and 4-8). Using two-sites simultaneous observation of the spiral-like train, Shigeno et al. (1998) reported triangulation results. In this observation period during 1988–1997, amateur observers successfully obtained significant results of persistent trains by repeated attempts with progressing the spatial/time resolution of each image, leading up to the subsequent observation campaign (Toda et al. 2003).

After the first simultaneous observations of the Orionids’ train, the following 10 years of effort were devoted to determining optimum technique for fine imaging with high spatial/time resolution, *i.e.*, short exposures less than 4 seconds with telephoto lenses longer than 200 mm. In this decade before the METRO campaign, there were 17 observers working to detect persistent train images. The total number of successful results was limited to 37 examples; however, these trials were very worthy to evaluate the observation technique to measure persistent train structures in detail.

Upper atmospheric wind with velocity up to 150 m s^{-1} was reported in the altitude range from 90 km to 100 km (Larsen 2002). The altitude range typically corresponds to the height of meteor train luminescence. Being affected by the rapid atmospheric stream, morphological changes of persistent trains were frequently observed with kink and/or large loop structures. Namely, simultaneous imaging of meteor trains with long exposure can reveal the wind velocity of the background atmosphere (Liller and Whipple 1954; Sugimoto 1984). However, in order to obtain the fine structures of persistent trains, rapid repetition of short exposure is required. Comparing the observations in 1988 with that in 1997 (See Table 1), exposure time was reduced from 15 s to 4 s and the focal length of the telephoto lenses changed from 50 mm to 200 mm. The field of view of a 200 mm lens was effective for detailed imaging. Spatial/time resolution of the images could be successfully improved by these technical advantages.



Fig. 4-1. Image sequences of the persistent train No. 1 to No. 6. Image sequences of No. 3 and 4 as well as No. 5 and No. 6 were simultaneously observed with each other.

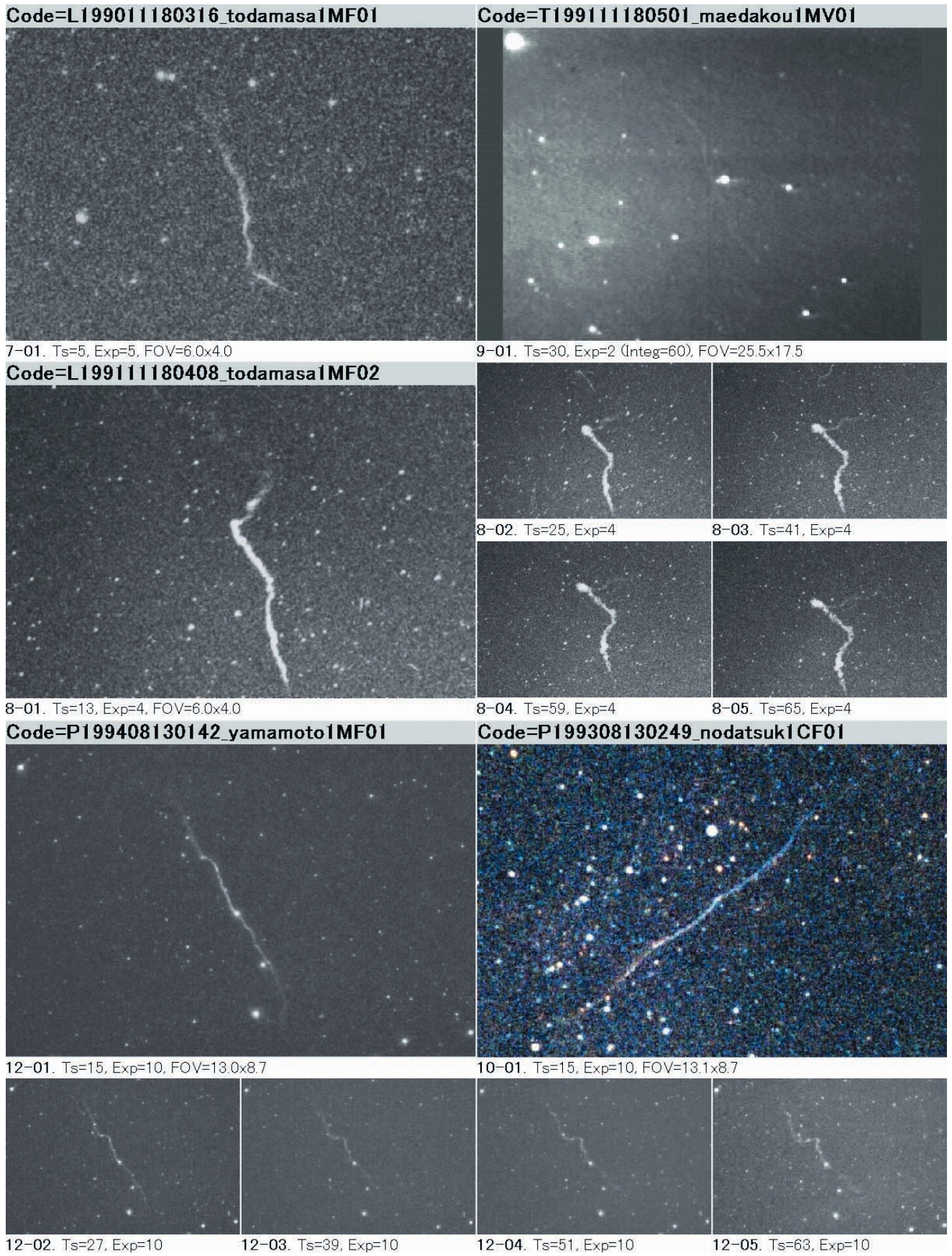


Fig. 4-2. Image sequences of the persitent train No. 7, 8, 9, 10, and 12.

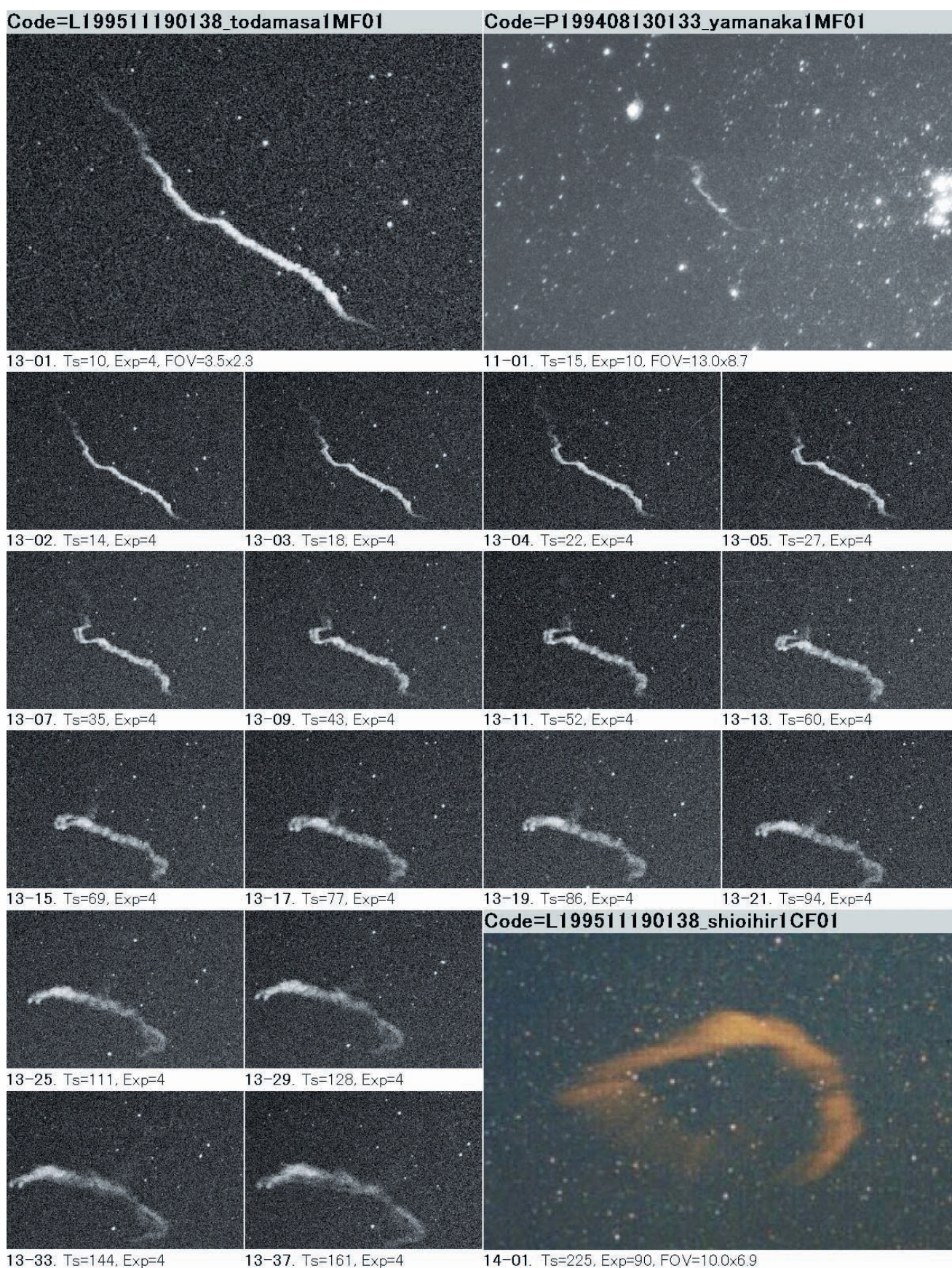


Fig. 4-3. Image sequences of the persistent train No. 11, 13, and 14. A two-sites simultaneous observation was established between No. 13 and No. 14.

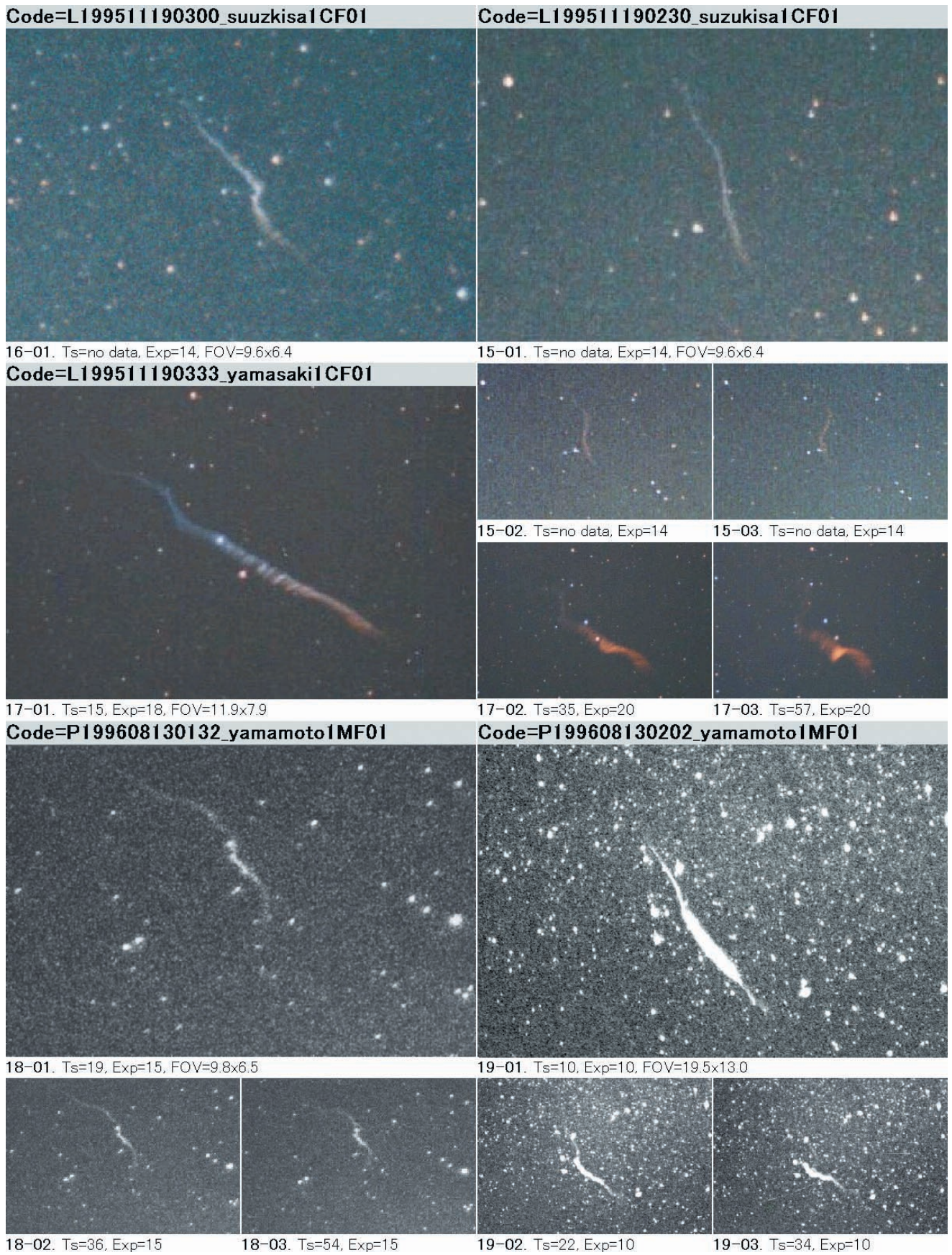


Fig. 4-4. Image sequences of the persistent train No. 15 to No. 19.

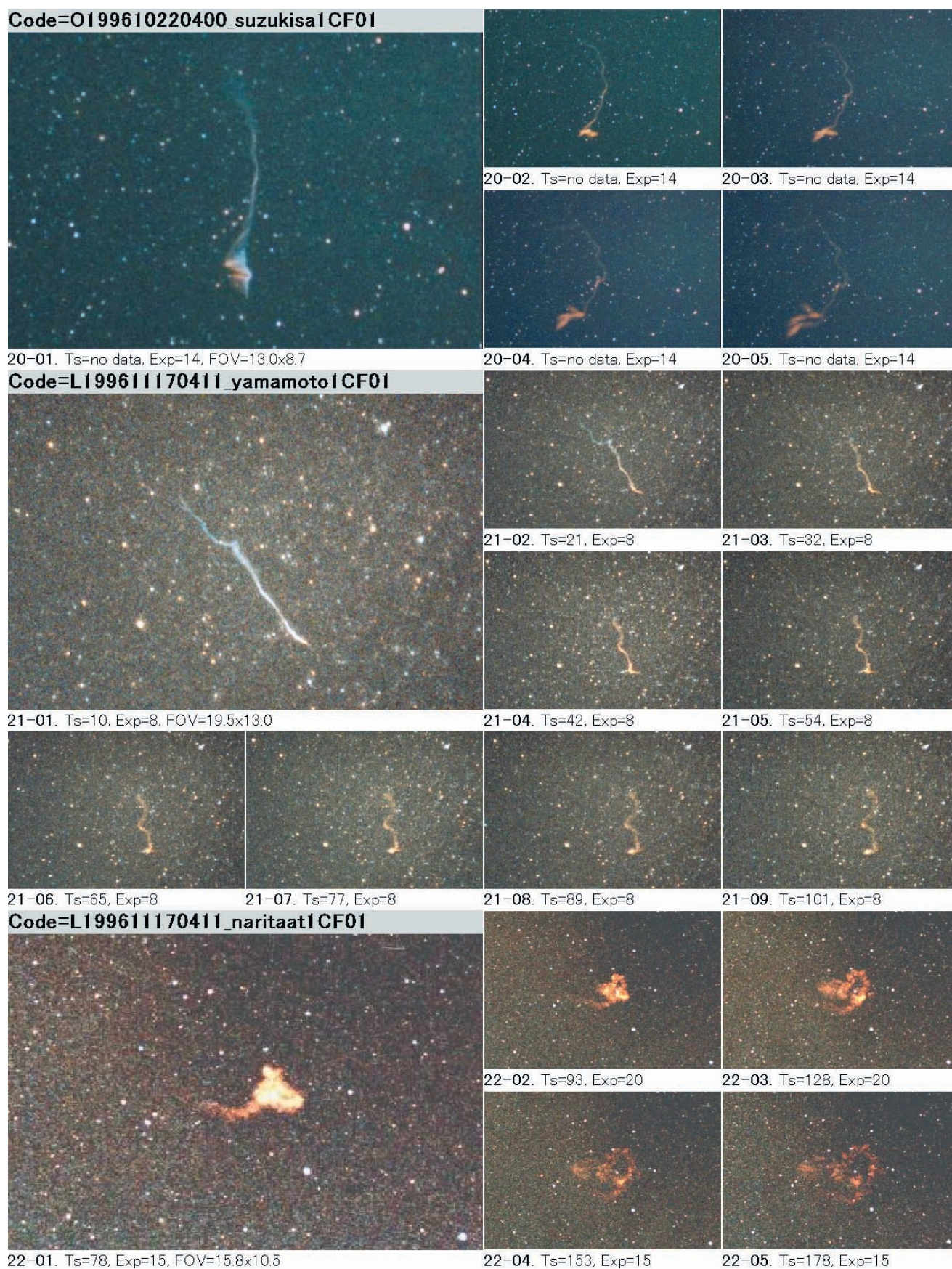
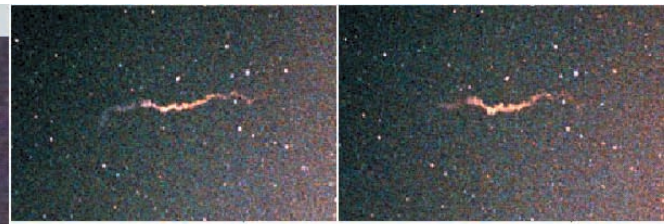


Fig. 4-5. Image sequences of the persistent train No. 20, 21 and 22. Simultaneous two-sites observation was established between No. 21 and No. 22.

Code=L199611170515_suzukisa1CF01

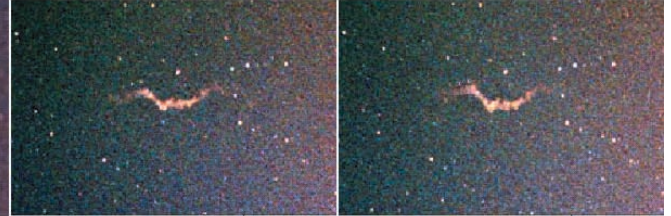


23-01. Ts=19, Exp=14, FOV=11.0x7.3



23-02. Ts=34, Exp=14

23-03. Ts=49, Exp=14



23-04. Ts=64, Exp=14

23-05. Ts=79, Exp=14

Code=L199611170515_shimodac1MF01

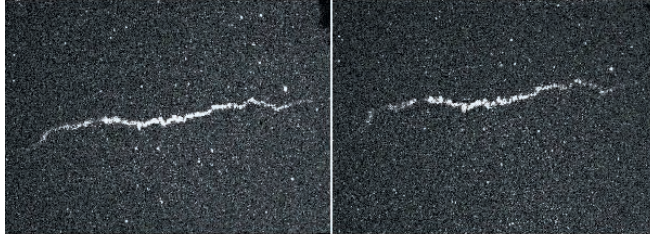


24-01. Ts=10, Exp=4, FOV=no data

Code=L199611170515_kobayash1CF01

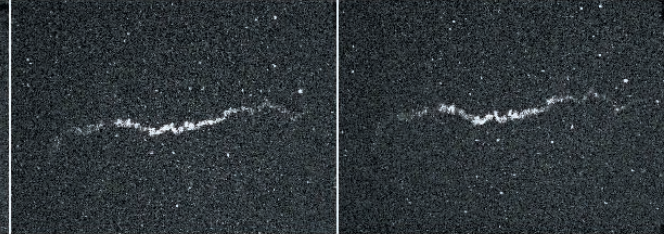


25-01. Ts=10, Exp=8, FOV=12.7x8.5



24-02. Ts=15, Exp=4

24-03. Ts=20, Exp=4



24-04. Ts=25, Exp=4

24-05. Ts=30, Exp=4

Code=S199711030329_tanakana1CF01



26-01. Ts=no data, Exp>120, FOV=9.1x6.1

Code=L199711180201_suzukisa1CF01



28-01. Ts=no data, Exp=8, FOV=7.2x4.8

Fig. 4-6. Image sequences of the persistent train No. 23, 24, 25, 26, and No. 28. Image sequence of No. 23, 24, and 25 were simultaneously observed with each other.

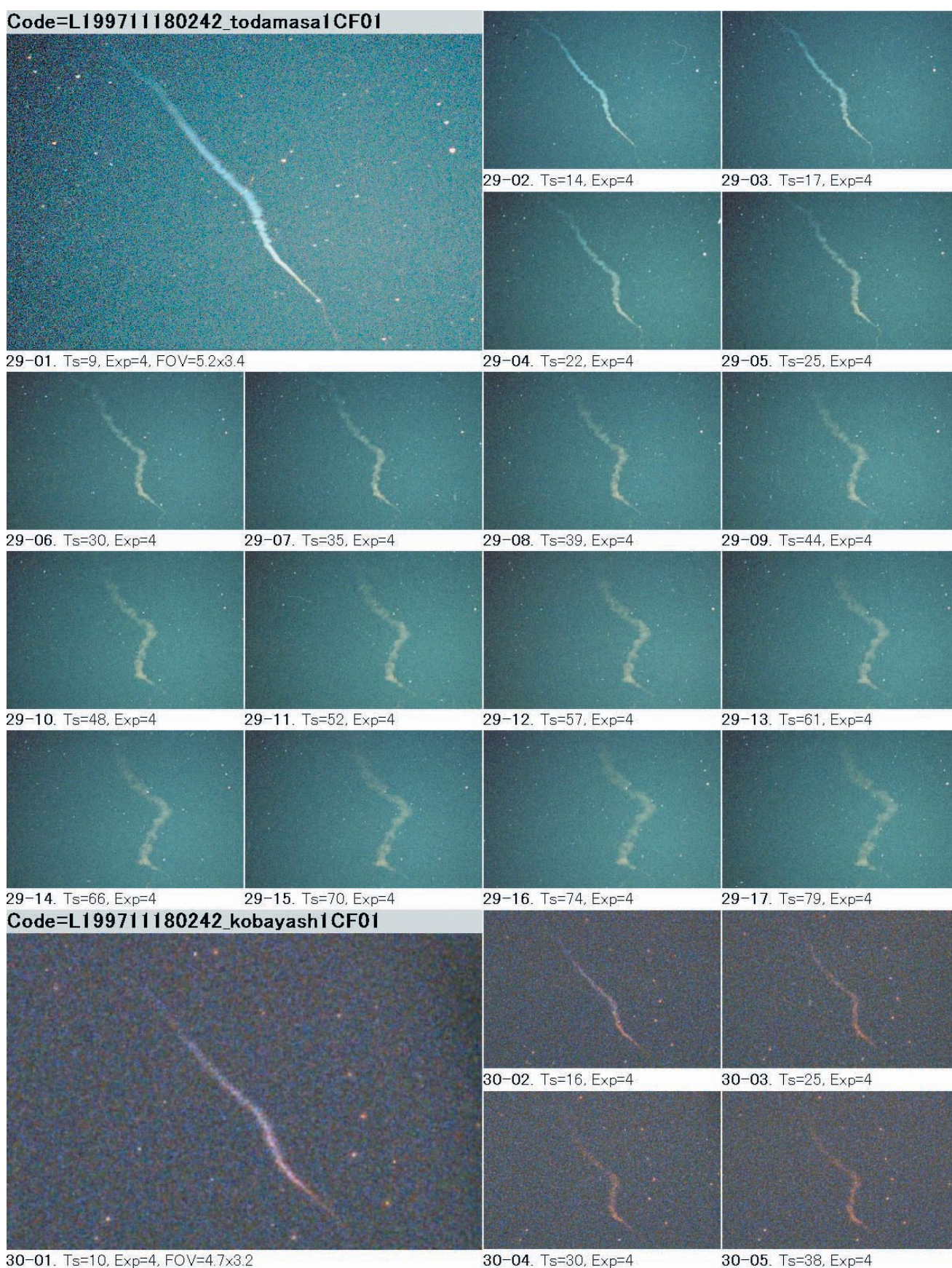


Fig. 4-7. Image sequences of the persistent train No. 29 and 30. Including image sequence of No. 31, a three-sites simultaneous observation was established.

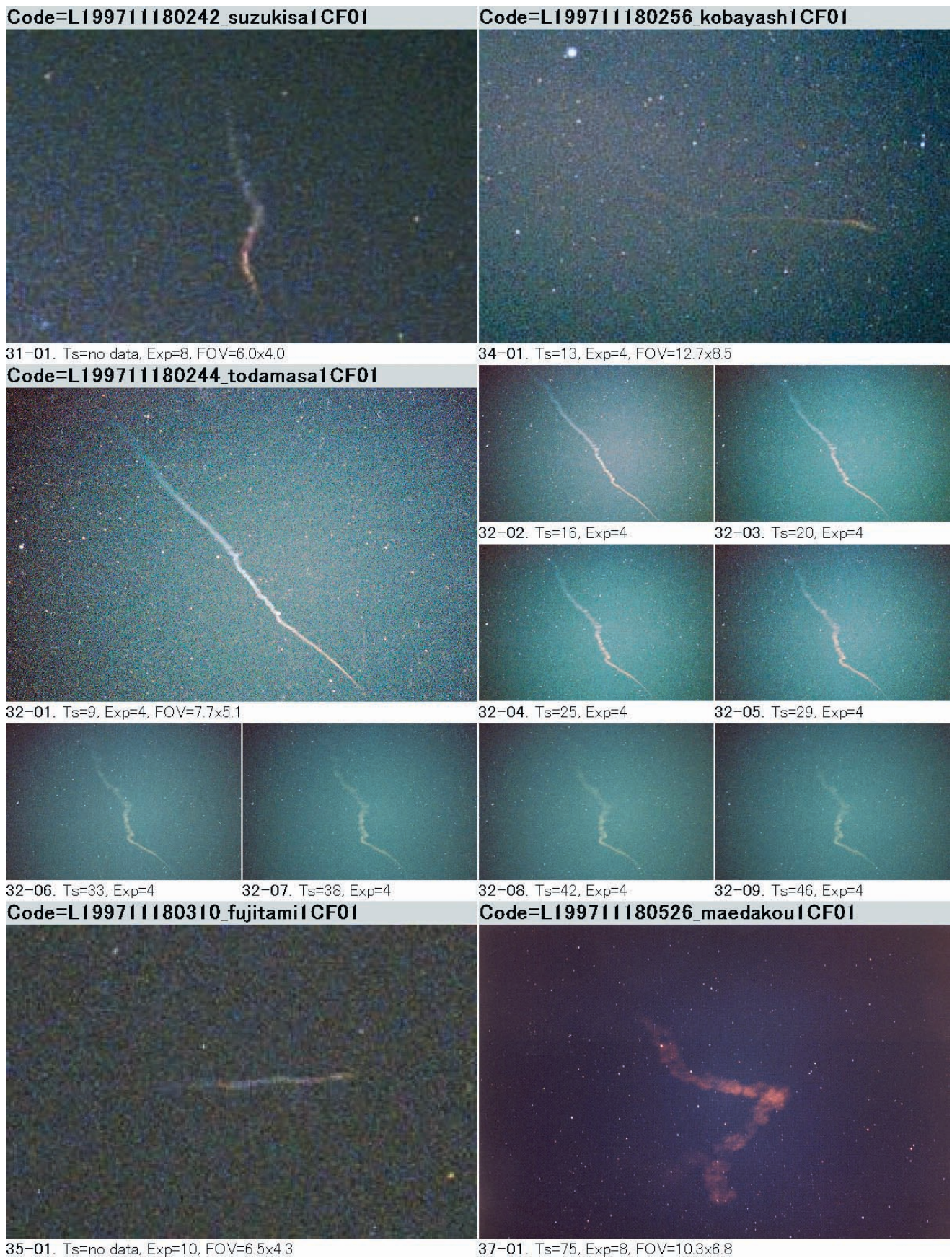


Fig. 4-8. Image sequences of the persistent train No. 31, 32, 34, 35, and 37. Image sequence of No. 31 was simultaneously observed with No. 29 and 30.

Table 3. Triangulation results of simultaneously observed persistent trains. ‘T_m’ means time from appearance of parent meteor. Triangulation results of trains 3, 4, 19, and 23 were quoted from referred articles by Urasaki (1989), Suzuki et al. (1989), Suzuki (1998), and Shigeno et al. (1998), respectively. Residual error of train 23 was calculated by Shigeno (2003, Private communication). Residual error of train 10 was relatively large because of low time consistency between two independent observations as well as low time resolution of long exposure image of No. 14-1 (See Figure 4-3). Note that the top and bottom ends of a persistent train are ordinarily faint and rapidly disappeared. Therefore, if ‘T_m’ at triangulation time were less than 30 s, the top altitudes of trains 3, 11 and 18 might be about 5 km higher as well as the bottom altitudes might be a few km lower.

Train	3	4	11	18	19	23
Parent meteor shower	Orionids	Orionids	Leonids	Leonids	Leonids	Leonids
Observation date (JST)	10/22/88	10/22/88	11/19/95	11/17/96	11/17/96	11/18/97
Triangulation time (JST)	04:05:04	04:08:51	01:42:30	04:12:50	05:16:05	02:42:37
T _m at triangulation time (s)	62	10	270	83	15	11
Top altitude (km)	100	109	101±3	98±1	100	102±0.3
Bottom altitude (km)	84	88	86±1	88±0.2	75	89±0.2
Real length of train (km)	19	23	25	11	26	18
Average train width (m)	580	660	1400	750	810	460

Snapshots with short exposures enabled us to clarify some tiny structures of persistent trains. Knot structures or spiral-like turbulences were found in many cases. Typical width of the tiny structure was about 400–1000 m in the first shot of each sequence. “Chopsticks” type structures were rarely detected in this observation period 1988–1997; however, if higher spatial resolution were realized, clear “chopsticks” structures might be detected in some cases. The morphological classification of persistent trains was introduced in another paper in detail (Higa et al. 2003). Other large-scale wave or loop shapes were also seen. The 3-dimensionally analyzed results of these shapes might be interpreted as large-scale spirals (Yamamoto et al. 2003). Using the results of multiple-site observations, altitude distribution of persistent trains can be obtained. Six triangulation results of persistent trains were listed in Table 3. Highest top altitude was 109 km whereas lowest bottom was 75 km. Real length and averaged width of each train were also shown.

Applying high-sensitivity color films with short exposures, color information was also available in recent train images. At about 30 seconds after parent fireball appearance, the color ordinarily changed from bluish-white to orange. The transition was usually seen bottomward first, probably depending on the composition of in-situ atmosphere and the parent meteor. It was also found that the shape of meteor trains changed rapidly within 30 seconds of the appearance of parent fireball and remained relatively stable afterward. Therefore, observations of the first 30 seconds are very important to understand not only the morphology of the persistent train but also its emission mechanism. Using the observation style applied here, every amateur observer can contribute meteor train observations because commercially produced instruments are sufficient for the observations. Though the observation method requires human response time, observers can direct a lens to a meteor train within about 10 seconds.

This archive part I includes the persistent train images of meteor showers of the Orionids, the Perseids, the Leonids, and the Taurids, together with that of sporadic meteor obtained in the period 1988–1997. The decade was roughly corresponded to an encounter “rush” of perihelion passage of each parent comet: the comet “1P/Halley (Feb. 9, 1986)” for Orionids, the comet “109P/Swift-Tuttle (Dec. 12, 1992)” for Per-

seids, and the comet “55P/Tempel-Tuttle (Feb. 28, 1998)” for Leonids, respectively. Although a difference of train structure due to parent meteor showers was not clearly confirmed, detection rate of persistent trains for Leonids was larger than for other showers. Leonids’ fireballs of the same magnitude could easily generate persistent trains. It is probably because the Leonids’ fireballs have the feature of rapid incident velocity, *i.e.*, larger energy. Many failure trials experimentally indicated that meteors fainter than -2 magnitudes may not generate clear persistent trains; however, fireballs brighter than -4 magnitudes can effectively generate brilliant and long-lasting trains.

4. Conclusion

Persistent train photographs observed in Japan during 1988–1997 were archived. 37 results obtained by amateur observers successfully contributed to the morphological study of the exceedingly rare phenomena of persistent meteor trains. The imaging technique using 35 mm size photographic cameras with high-sensitivity films was established in that 10 years period. With the efforts of many amateur observers in Japan, the technique was developed to a systematic observation of the METRO campaign for obtaining multiple-sites simultaneous imaging of persistent trains. The catalogue of persistent trains is valuable for clarifying the generation and luminescence mechanisms of persistent trains as well as the composition and microstructure of parent meteors. Moreover, the train image sequences including the information about the interaction between penetrating meteor and surrounding atmosphere can make a contribution to investigating the upper atmospheric dynamics.

Acknowledgements

The authors are very grateful to the following observers who kindly reported their worthy observations to the archives: (sketches) Shinsuke Abe and Kunihiro Suzuki; (photographs) Mitsuhiro Fujita, Masato Kobayashi, Kouji Maeda, Tatuo Minobe, Atsushi Narita, Tsukasa Noda, Chikara Shimoda, Hiroyuki Shioi, Shigetaka Shiraishi, Satoshi Suzuki, Naoko Tanaka, Oto Watanabe, Hajime Yamanaka, Yoko Yamanami, and Masakuni Yamasaki; (data collection and calculation) Kouji Maeda, Yasuo Shiba, Yoshihiko Shigeno, Satoshi

Suzuki, and Taro Urasaki. They also thank Yoshikazu Watanabe for his effort for collecting the ancient sketches. The authors wish to express their sincere thanks to Dr. Kou Nagasawa for his continuous suggestion and encouragement. Finally, they wish to present their gratitude to Drs. Shinsuke Abe, Kouji Maeda, and Lawrie Hunter for their fruitful suggestions for evaluating this paper.

References

- Higa, Y., Toda, M., Yamamoto, M.-Y., Fujita, M., Suzuki, S., Maeda, K., and Ishizuka, Y. 2003, METRO campaign in Japan III: High-resolution images obtained in the campaign and morphology of the meteor train, *Inst. Space Astro. Sci. Rep. SP*, **15**, 245–252.
- Higa, Y., Toda, M., Yamamoto, M.-Y., Maeda, K., and Watanabe, J.-I. 2004, Catalogue of Persistent Trains II: Meteor Train Images of Leonids during the METRO campaign 1998–2002, *Publ. Natl. Astron. Obs. Japan*, to be submitted.
- Larsen, M. F. 2002, Winds and shears in the mesosphere and lower thermosphere: Results from four decades of chemical release wind measurements, *J. Geophys. Res.*, **107**, A8, SIA 28, 1–14.
- Liller, W., and Whipple, F. L. 1954, High-altitude winds by meteor-train photography, *Rocket exploration of the upper atmosphere*, eds. Boyd, and Seaton, Pergamon Press, pp. 112–130.
- Noda, T. 1993, Meteor train photographic observation taken from negative color, (in Japanese), *The Astronomical Seminar*, ed. Toda, M., **19**, 32–33.
- Shiba, Y. 1998, *Astronomical Circular* (in Japanese), Nippon Meteor Society, **666**, 14–22.
- Shigeno, Y., Toda, M., and Kobayashi, M. 1998, A spiral meteor train, *WGN*, **27**, 220–225.
- Sugimoto, S. 1984, *Meteor II: analysis and theory* (in Japanese), eds. Saito, K., and Nagasawa, K., Koseisha, pp. 111–136.
- Suzuki, K. 1989, *Proceedings of Meteor Science Seminar 2/2* (in Japanese), ed. Shigeno Y., Meteor Science Seminar, p. 80.
- Suzuki, S., Yamanami, Y., and Matsumoto, A. 1989, *Tenmon Guide* (in Japanese), **25**, No. 2, 140–141.
- Suzuki, S. 1998, Leonids' meteor train spectrum (in Japanese), *Interactive Astronomy*, **13**, 116–121.
- Toda, M. 1993, Photographic observations of meteor train (in Japanese), *Memoirs of the Nippon Meteor Society*, **3**, 36–40.
- Toda, M., Yamamoto, M.-Y., Higa, Y., and Fujita, M. 2003, Meteor train observation (METRO) campaign in Japan I: Evolution of the campaign and observation results during 1998–2001, *Inst. Space Astro. Sci. Rep. SP*, **15**, 229–236.
- Ueda, M. 1988, *Astronomical Circular* (in Japanese), Nippon Meteor Society, **558**, 2–9.
- Urasaki, T., 1989, Triangulation analysis of a simultaneously observed persistent train of Orionids 1988 (in Japanese), *Report of The Association of Meteor Observers in Setouchi Area*, **4**, 42–44.
- Yamamoto, M.-Y., Toda, M., Higa, Y., Fujita, M., and Suzuki, S. 2003, METRO campaign in Japan II: Three-dimensional structures of two Leonids meteor trains in early stage, *Inst. Space Astro. Sci. Rep. SP*, **15**, 237–244.
- Yamamoto, M.-Y., Toda, M., and Higa, Y. 2004, Meteor train image archives, <http://www.ele.kochi-tech.ac.jp/masayuki/METRO/archive.html>.
- Watanabe, K. 1994, *Kadoyashiki Kyusuke Oboebaki* (in Japanese), Kyowa Insatsu Kikaku Center, p. 347.
- Watanabe, Y and Nagasawa, K. 2000, *Meteors, their cultural history of record and folklore* (in Japanese), Seizando shoten, pp. 43–85.

流星痕のアフターグロー解析

○戸田雅之、重野好彦、山本真行、比嘉義裕

流星痕は流星出現からの継続時間と発光成分でアフターグロー→短痕→永続痕と3フェーズに分類され提唱されている(例えば阿部新助ら、天文月報2002年11月号)。出現から数秒までをアフターグロー、数秒後から30秒までを短痕、30秒以上のものを永続痕としている。流星痕同時観測キャンペーンは、1998年から2002年までの5年間にしし座流星群をターゲットに流星痕の多点観測を実施し大量かつ良質な短痕と永続痕画像を手にした。

流星痕現象のさらなる理解には、(1)しし群とは対地速度が異なるペルセウス群やふたご群等の定常群の短痕および永続痕観測と統計的解析、(2)流星発光後数秒間で消失するアフターグローの観測と統計的解析が必要と考える。(1)については2005年ペルセウス群の観測成果を浜名湖流星会議で発表した。(2)本報告ではI.I.Videoで撮影済の動画像を解析した。I.I.Videoによる2点観測は流星の軌道決定が主目的で流星痕はノイズだが、副次的に流星痕の待ち受け観測に応用できる。流星痕研究には写野内に出現した流星と痕の出現～消失までが漏れなく記録された良質のデータに変貌する。2001年しし座流星群で重野らはしし座流星群の軌道算出を目的にしたI.I.Videoによる2点同時観測を実施し、同時観測が成立した流星から日心軌道、流星の発光点/消滅点も算出されている(Shigeno et al., 2003. ISAS.SP,15)。103個の同時流星のうち、解析が終わった数例について発表をする。

MSS-WG 11-2点同時観測諸データ

撮影時間 18d 17:14-20:17(UT)/19d 02:14-05:17(JST)

検出同時流星150 測定不能 23 精度不良等 25

軌道計算同時流星102

平均測定誤差 90" 平均交差角 38d 平均輻射点誤差0.42d

85mm F:1.2 写野:10.5dx8.5d 基線:43.2km

P1:群馬赤城電研

E:139d11'45".7 N:36d28'33".4 H:529m Lm:10.3-9.7mag

P2:埼玉長瀬霊中

E:139d06'15".9 N:36d05'37".6 H:230m Lm:10.0-9.7mag

L20011118_174850_

Site : Akagi

Mag : 4.5

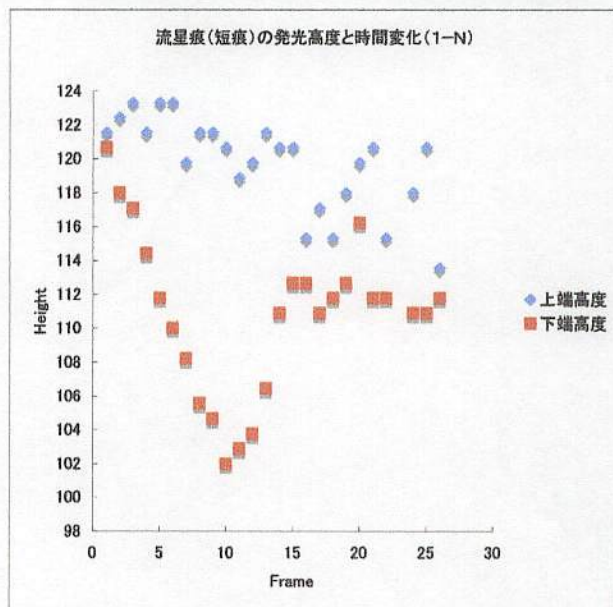
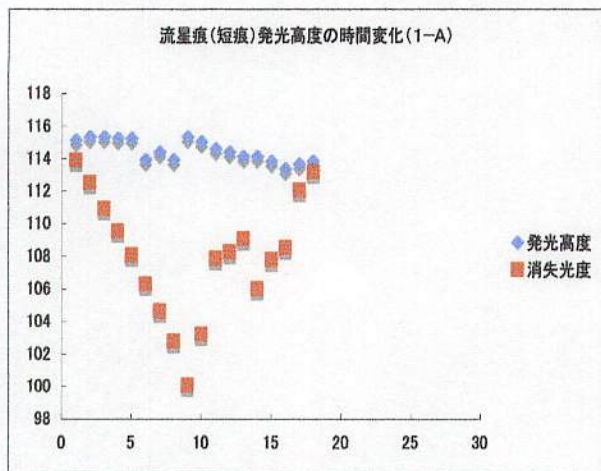
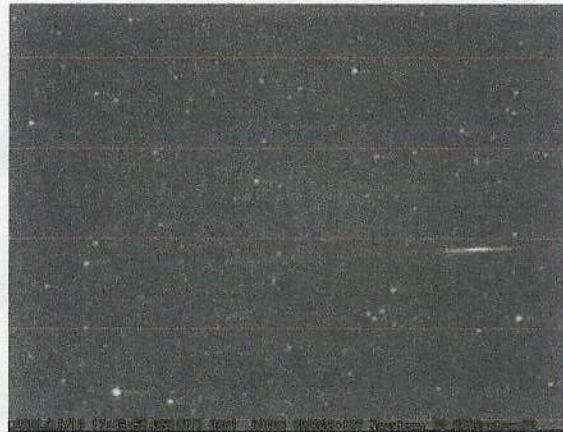
Meteor High(km) :122+, Low : 100-



Site : Nagatoro

Mag : 4.5

Meteor High(km) :125.1, Low : 102-

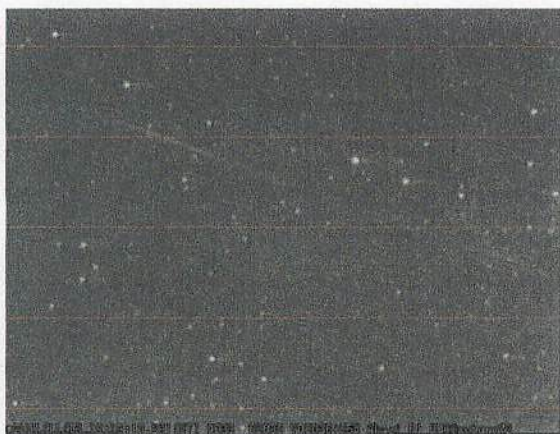


L20011118_181909_

Site : Akagi

Mag : 2.0

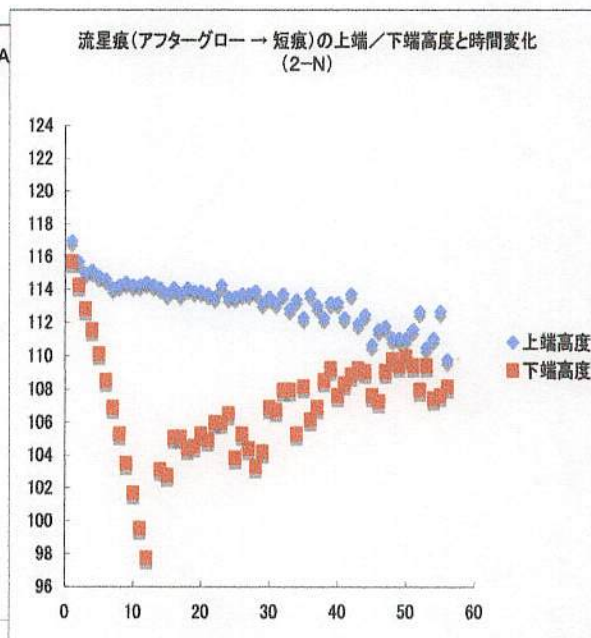
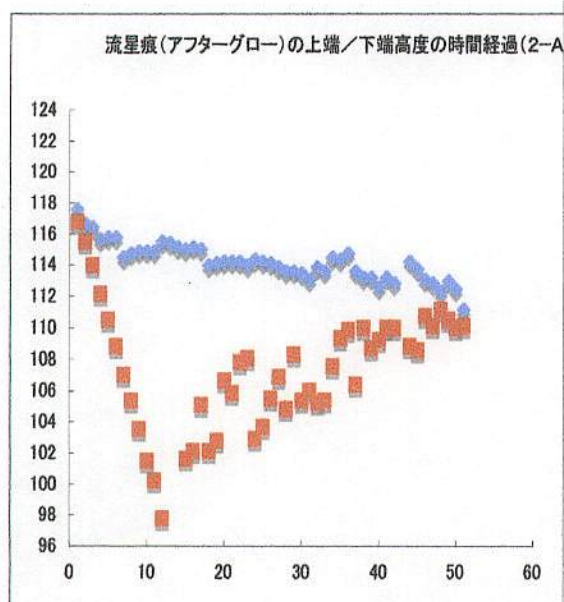
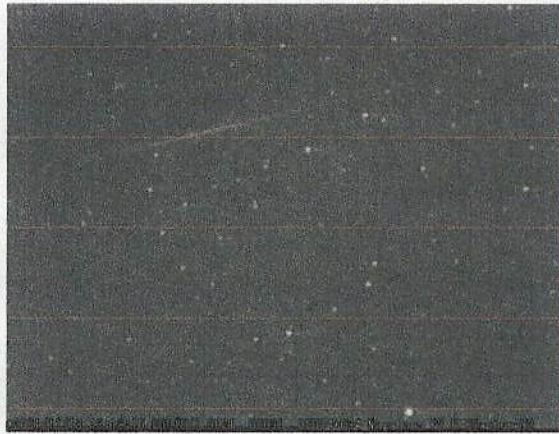
Meteor Height(km) : +120, Low : 92-



Site : Nagatoro

Mag : 2.5

Meteor Height(km) : +123, Low : 94-



L20011118_181934_

Site : Akagi

Mag:-5

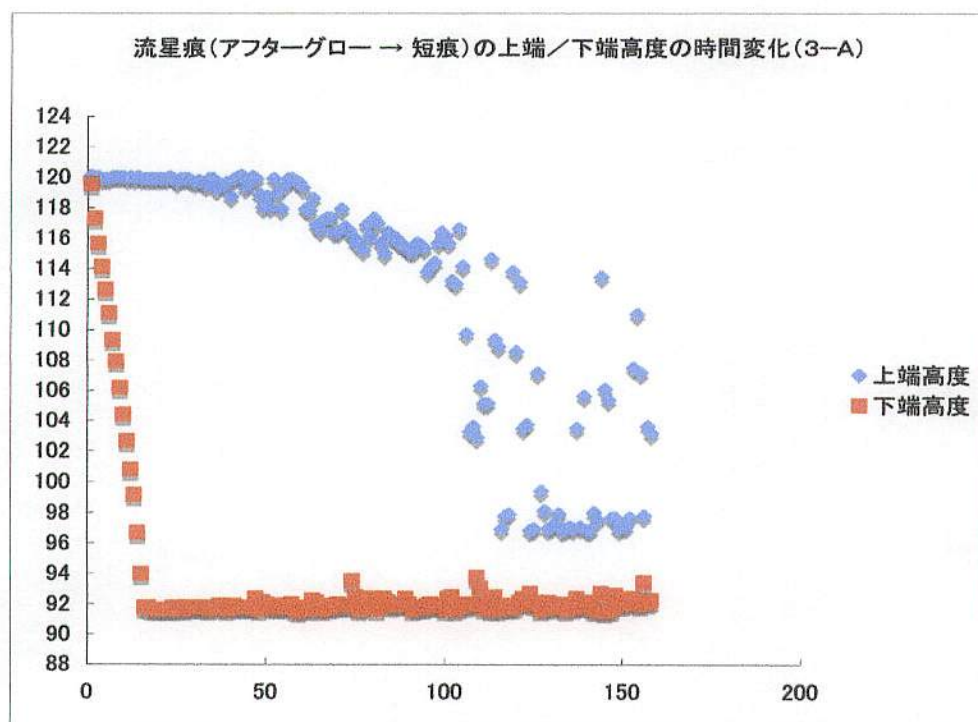
Meteor Height(km) :+120, Low : 92-



Site : Nagatoro

Mag:-4

Meteor Height(km) :+123, Low : 93-



L20011118_182227_

Site : Akagi

Mag:0.5

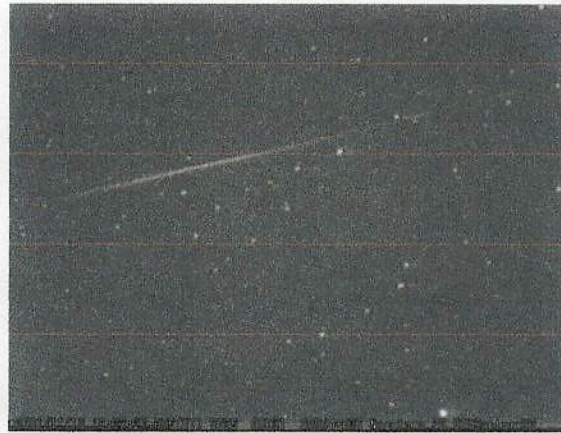
Meteor Height(km) :+118, Low : 90.9



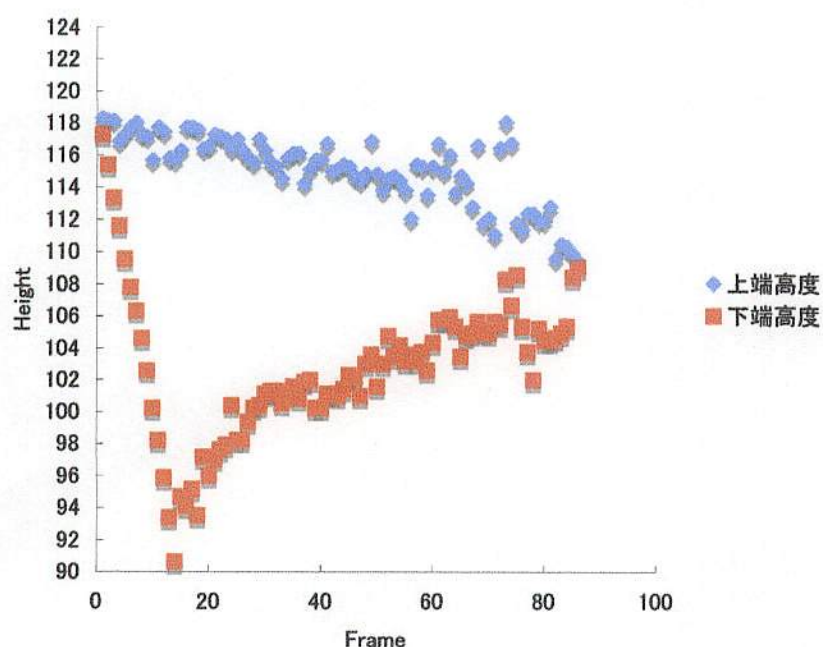
Site : Nagatoro

Mag:1.0

Meteor High(km) :+120, Low : 91.2



流星痕(アフターグロー)の発光高度と時間変化(4-A)



S20011118_184245_

Site : Akagi

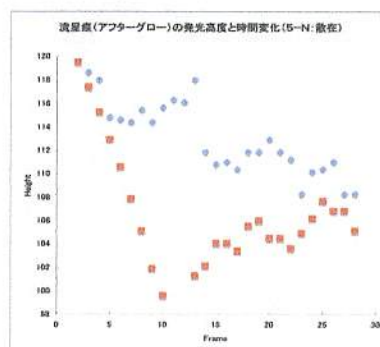
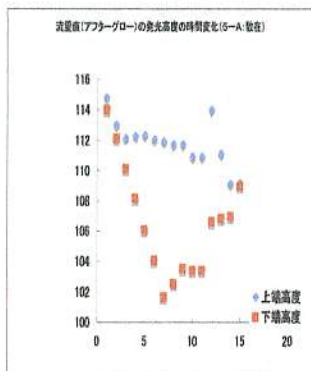
Mag:5.5

Meteor Height(km) :119.1, Low : 99.2

Site : Nagatoro

Mag:5.0

Meteor Height(km) :117.4, Low : 98.1



流星痕アフターグロー解析の中間報告

- ・群流星4例(4.5等、2.5等、-5等、0.5等)、散在流星1例(5.5等)の高度解析を行った。

群流星：上端高度：118km、下端高度：96km、散在：上端高度：118km、下端高度：98km。ただし、-5等の痕だけを見ると高度は上端：121km、下端：91kmと平均よりそれぞれ高め/低め。

- ・アフターグローの発光から消失まで上端高度と下端高度の変化を捕らえた。上端高度は緩やかに低下するが、下端高度はあたかもV字型の変化を示す。この変化は流星本体の発光に大きく依存する。
- ・ただし、-5等の火球に伴うものは上端高度が低下の一途を見せ、下端高度は一定している。

短痕・アフターグロー・永続痕

海老塚 昇（理研／国立天文台）、流星分光ネットワーク

1. ペルセウス群のスペクトルおよびカラー画像

- 0.0秒 : O I (777nm)とN₂ (550-600nm)が発光。
 0.1秒 : Fe I, Fe II (368-546nm), Na I (589nm), Mg I (517nm), Ca I (423, 616nm)・Ca II (394, 397nm)等の発光が加わる。発光点あたりにて[O I] (558nm)すなわち「短痕」が発光開始。
 0.2秒 : N₂ (610-670nm)の発光が加わる。
 0.3秒 : 暗い流星 (3等級?)は消滅して、全経路にわたって [O I]だけが出現から約0.7秒まで発光。明るい流星 (1等級?)はN₂ (550-600nm)やNa I (589nm)の輝線が暗くなる。
 0.4~0.5秒 : 610-670nmのN₂と616nmのCa Iが最後まで発光。
 [O I]は高々度 (0.0~0.2秒の本体発光部分) で出現から1秒ほど発光。

スペクトルの時間変化とFig. 1の流星の色変化は矛盾しない。輻射点付近に写っている暗い流星が緑であることから550-600nmのN₂バンドや557.7nmの酸素禁制線：[OI]が支配的であり、高々度で消滅していると思われる。

2. しし群の火球

1998年11月18日4時13分55秒出現した、しし群の火球（発光点高度：177km, 消滅点高度：76km）について、流星痕ネットワークやNHKのハイビジョン画像および我々のスペクトル画像等の解析から、経路後半の高度120-86kmにて「アフターグロー」の発光が見られ、その下端の高度95-86kmが「永続痕」になっていることが分かった。1.5秒後のハイビジョン画像を見ると「アフターグロー」の前半が緑色で短痕と同じ[O I]、本体が急に明るくなる後半（高度105km以下）の上方が青で、Fe I, Fe II (368-546nm), Ca I (423nm) やCa II (394, 397nm) 等が強く、下端が赤くNa I (589nm)や610-670nmのN₂の発光が強いのではないと思われる。10秒後には下端の部分のみが残り、形が大きく変化して10-20秒後のスペクトルはMg I (517nm)が最も強く、Mg I (457nm), Fe I (537nm), Mg I (553nm), FeO? (568nm), Na I (589nm)などが見られる。30秒後にはNa I (589nm)とFeO? (568nm)の輝線が支配的になり、オレンジ色の永続痕が長時間にわたって観察されている。

これらをまとめると「短痕」は酸素禁制線[OI]であり、発光寿命（強度が1/eになる時間）が0.7~0.8秒（[OI]のアインシュタイン係数A₂₁は1.3 [sec⁻¹]程度、文献によって多少異なる）。短痕が少し遅れて明るくなるのはプラズマ状態の原子が冷えて電子と再結合するのに要する時間ではないかと思われる。「アフターグロー」は高度85-105kmで継続時間が30秒程度の金属輝線や窒素の分子バンド等、「永続痕」は高度が85-95kmで継続時間が数分から数時間のナトリウムと金属酸化物(FeO等)の輝線と考えられる。



Fig. 1 デジイチによるカラーコンポジット写真 (<http://www.spacerocksinc.com/September3.html>、大塚さんがNMS同報に紹介)

1. ペルセウス群のスペクトルおよびカラー画像

- 0.0 秒 : O I (777nm) と N2 (550-600nm) が発光。
0.1 秒 : Fe I, Fe II (368-546nm), Na I (589nm), Mg I (517nm), Ca I (423, 616nm) ・ Ca II (394, 397nm) 等の発光が加わる。発光点あたりにて [O I] (558nm) すなわち「短痕」が発光開始。
0.2 秒 : N2 (610-670nm) の発光が加わる。
0.3 秒 : 暗い流星 (3 等級?) は消滅して、全経路にわたって [O I] だけが出現から約 0.7 秒まで発光。明るい流星 (1 等級?) は N2 (550-600nm) や Na I (589nm) の輝線が暗くなる。
0.4～0.5 秒 : 610-670nm の N2 と 616nm の Ca I が最後まで発光。
[O I] は高々度 (0.0～0.2 秒の本体発光部分) で出現から 1 秒ほど発光。

スペクトルの時間変化と Fig. 1 の流星の色変化は矛盾しない。輻射点付近に写っている暗い流星が緑であることから 550-600nm の N2 バンドや 557.7nm の酸素禁制線: [OI] が支配的であり、高々度で消滅していると思われる。

2. しし群の火球

1998 年 11 月 18 日 4 時 13 分 55 秒出現した、しし群の火球 (発光点高度: 177km, 消滅点高度: 76km) について、流星痕ネットワークや NHK のハイビジョン画像および我々のスペクトル画像等の解析から、経路後半の高度 120-86km にて「アフターグロー」の発光が見られ、その下端の高度 95-86km が「永続痕」になっていることが分かった。1.5 秒後のハイビジョン画像を見ると「アフターグロー」の前半が緑色で短痕と同じ [O I]、本体が急に明るくなる後半 (高度 105km 以下) の上方が青で、Fe I, Fe II (368-546nm), Ca I (423nm) や Ca II (394, 397nm) 等が強く、下端が赤く Na I (589nm) や 610-670nm の N2 の発光が強いのではないと思われる。10 秒後には下端の部分のみが残り、形が大きく変化して 10-20 秒後のスペクトルは Mg I (517nm) が最も強く、Mg I (457nm), Fe I (537nm), Mg I (553nm), FeO? (568nm), Na I (589nm) などが見られる。30 秒後には Na I (589nm) と FeO? (568nm) の輝線が支配的になり、オレンジ色の永続痕が長時間にわたって観察されている。

これらをまとめると「短痕」は酸素禁制線 [OI] であり、発光高度が 100km 以上、発光寿命 (強度が $1/e$ になる時間) が 0.7～0.8 秒 ([OI] のアインシュタイン係数 A_{21} は $1.3 [\text{sec}^{-1}]$ 程度、文献によって多少異なる)。短痕が少し遅れて明るくなるのはプラズマ状態の原子が冷えて電子と再結合するのに要する時間ではないと思われる。「アフターグロー」は発光高度 85-105km で継続時間が 30 秒程度の金属輝線や窒素の分子バンド等、「永続痕」は発光高度が 85-95km で継続時間が数分から数時間のナトリウムと金属酸化物 (FeO 等) の輝線と考えられる。



Fig. 1 デジイチによるカラーコンポジット写真 (<http://www.spacerocksinc.com/September3.html>、大塚さんが NMS 同報で紹介)

短痕の高度解析

Height analyses of short-duration meteor trains

○戸田雅之(日本流星研究会)

山本真行(高知工科大学 電子・光システム)

重野好彦(流星物理セミナー)

春日敏測(国立天文台)

比嘉義裕(日本流星研究会)

渡部潤一(国立天文台)

Masayuki Toda (METRO Campaign / Nippon Meteor Society)

Masa-yuki Yamamoto (Kochi University of Technology)

Yoshihiko Shigeno (Meteor Science Seminar)

Toshihiro Kasuga (National Astronomical Observatory of Japan)

Yoshihiro Higa (NMS)

Jun-ichi Watanabe (NAOJ)

はじめに

流星出現直後の軌跡上に流星痕が見られることがある。継続時間の長さで短痕と永続流星痕に分けられる。本報告では便宜的に出現後10秒を短痕と永続流星痕の境界とした。長時間継続する永続流星痕については、永続流星痕の同時観測で立体構造の解明を指向した「流星痕同時観測(METRO)キャンペーン」は我々観測チームと観測協力者による2001年しし座流星群の大出現で一晩に150例を超える永続流星痕撮像データが取得でき(Higa et. al., 2005)、良好な同時観測例から永続痕の高度解析成果が生み出された(Yamamoto et. al., 2005)。

流星出現直後から10秒以内で消失する短痕については観測例が極めて少なかった。我々は重野他(1992～現在)により蓄積された流星の軌道算出を目的にしたI.I.+Video2点同時観測に短痕が多く記録されているのを見いだした。出現してからカメラを向ける永続流星痕観測に対し写野固定のI.I.+Video観測は、従来の流星永続痕観測で手薄だった流星出現直後から10秒程度の穴を埋めてくれる。今回は2001年しし座流星雨のI.I.+Video動画像から短痕を抽出し、発光高度を求めた。

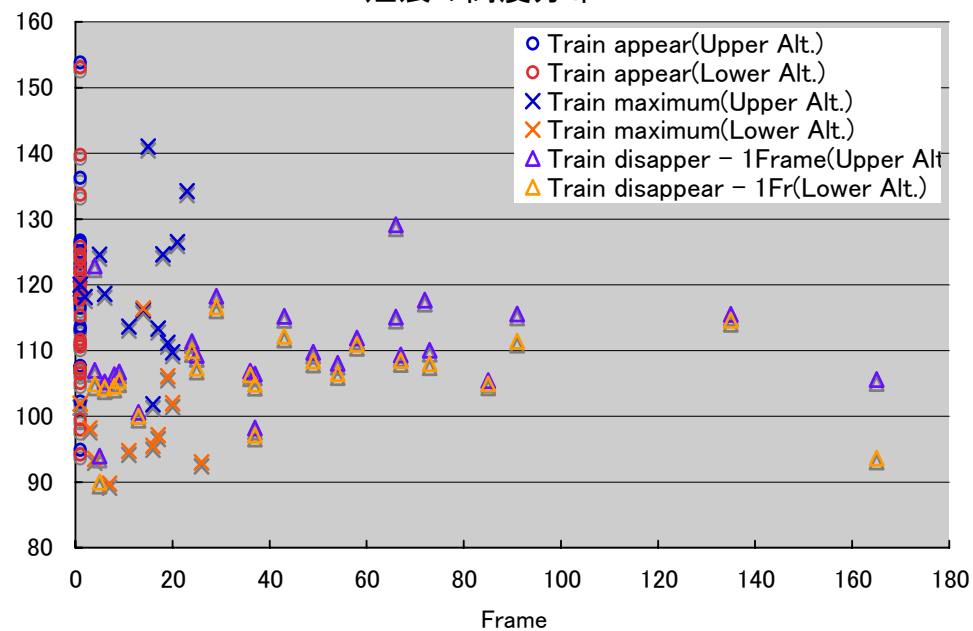
観測と解析

2001年11月18日17:14-20:17(UT)／19日 02:14-05:17(JST)の183分間にかけて観測した。I. I. (イメージ・インテンシファイア)+ビデオカメラの観測システムを群馬県赤城山麓 (E:139d11' N:36d28' H:529m)と埼玉県長瀨 (E:139d06' N:36d05' H:230m)に設置した。使用レンズは85mmF1.2。写野(FOV)は $8.5^{\circ} \times 10.5^{\circ}$ 。2観測地点間の距離は 43km。観測最微等級は10.3-9.7等級。

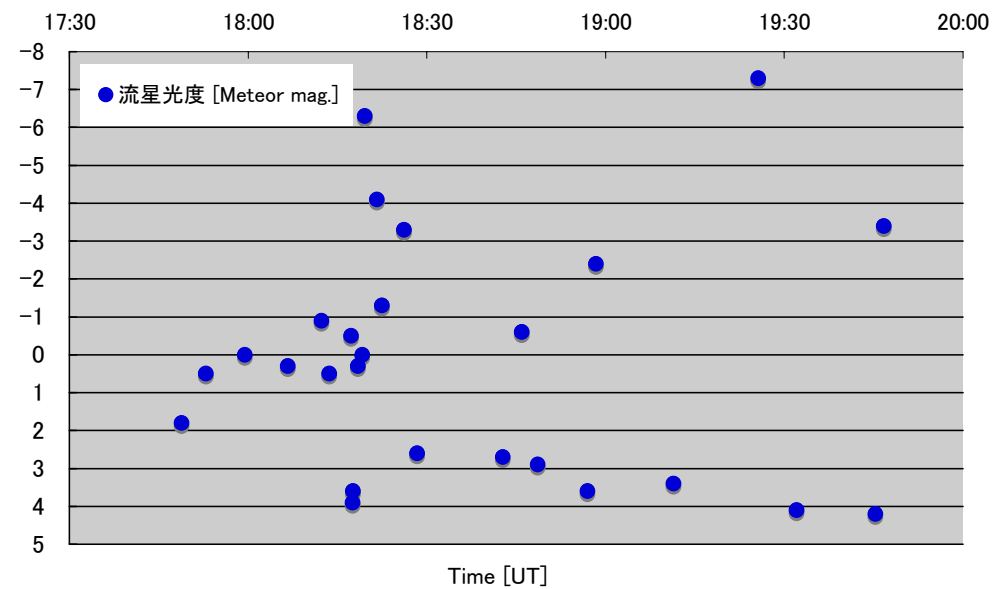
本発表にあたり184分間の動画像から、眼視観測で極大とされた18日 18h30mUT (19日03h30mJST)を中心に前後60分間を使用した。

これらの動画像は動体検出ソフト(UFOCapture:シェアウェア)と動画ファイルを1フレーム毎に分割させるソフト(IrFan View:フリーウェア)、位置測定ソフト(PicturePosition:研究協力者宮本氏作成のソフト)を組み合わせ、ビデオテープをPCで処理可能なファイル形式に変換後、短痕の位置測定を実施した。

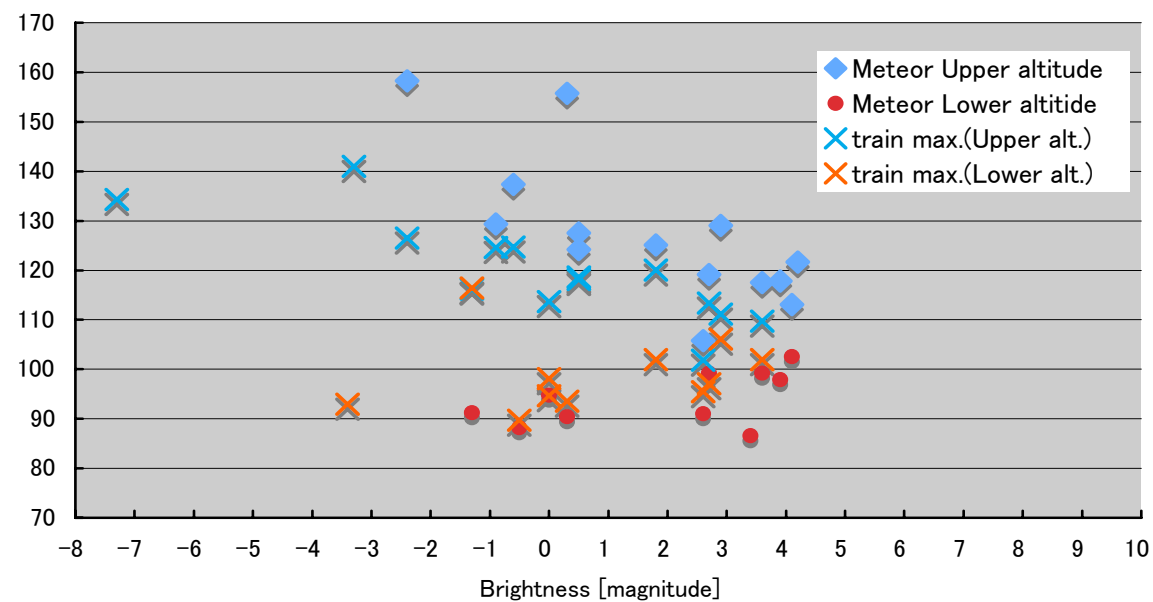
短痕の高度分布



流星出現時刻と光度

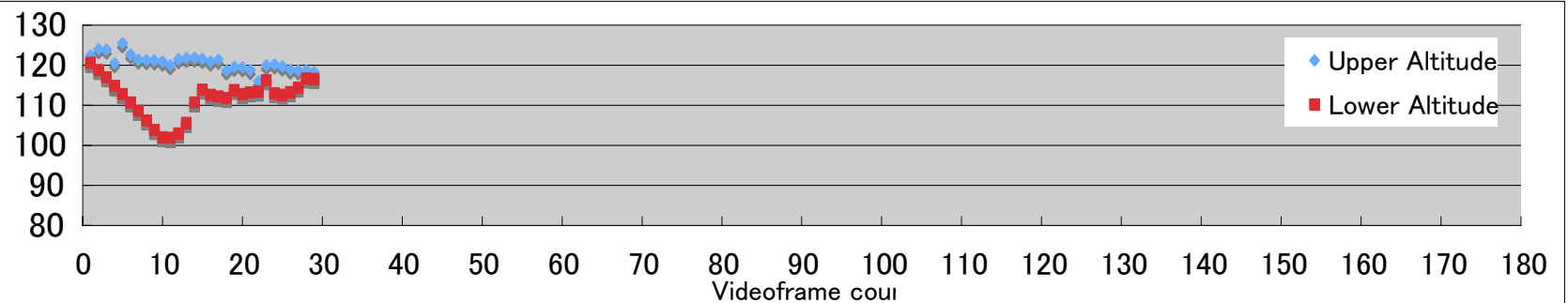


流星光度別 流星と短痕の高度分布図

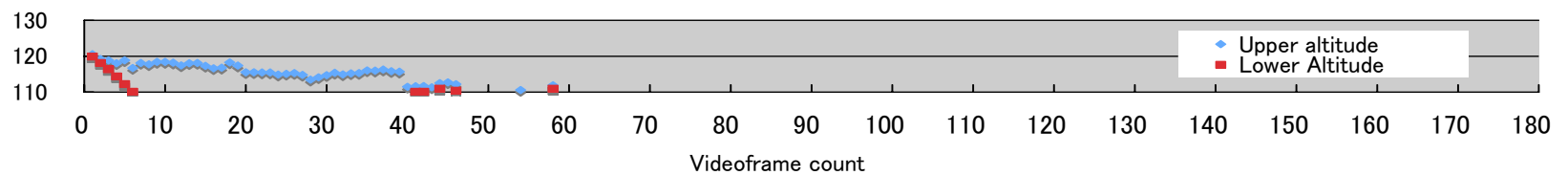


短痕の高度グラフ(1)

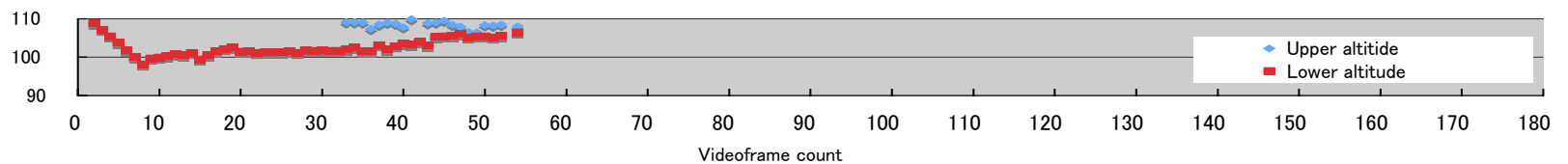
L20011118_174850
mag.:1.8



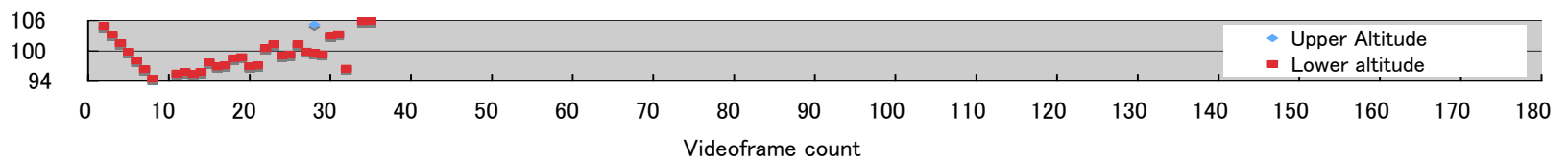
L20011118_175254N
mag.:3.0



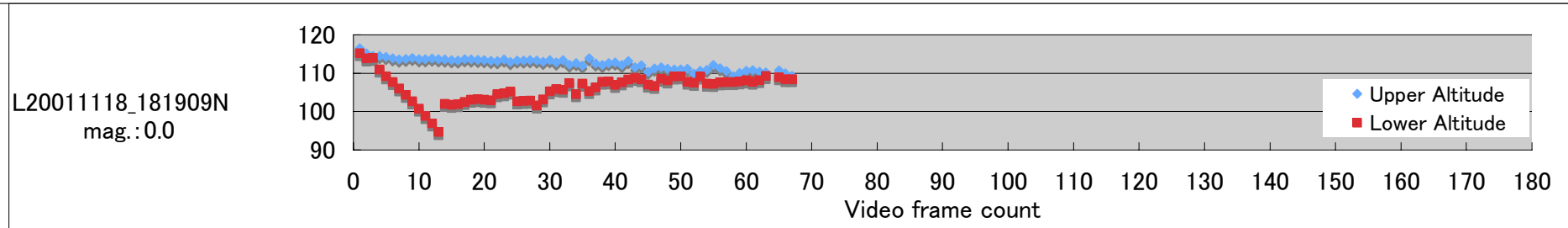
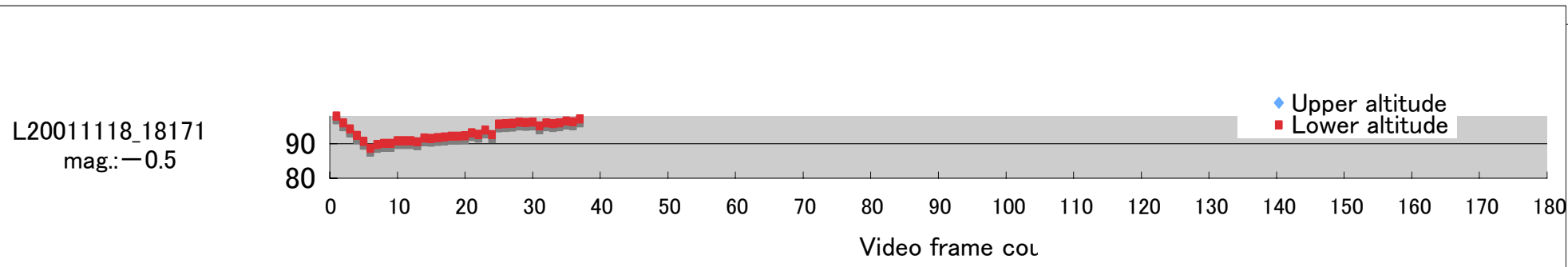
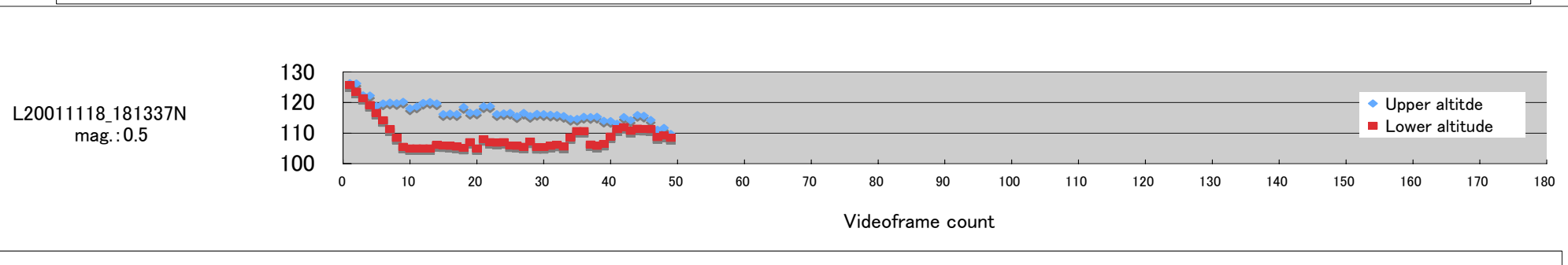
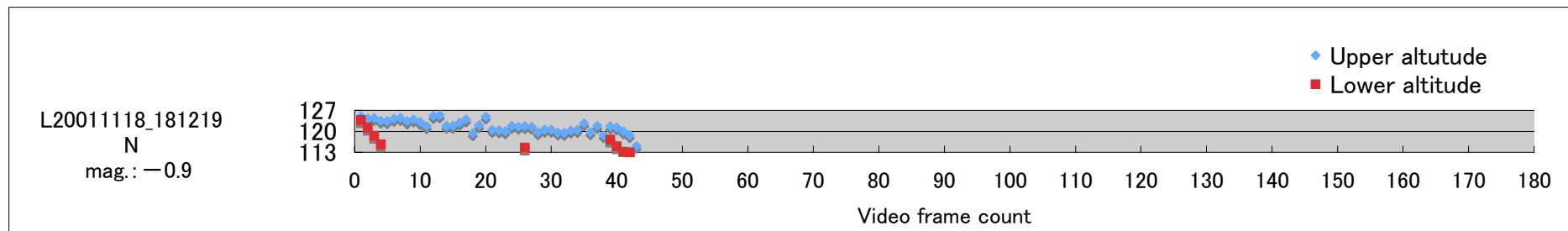
L20011118_175928N
mag.:0.0



L20011118_180640N
mag.:2.5

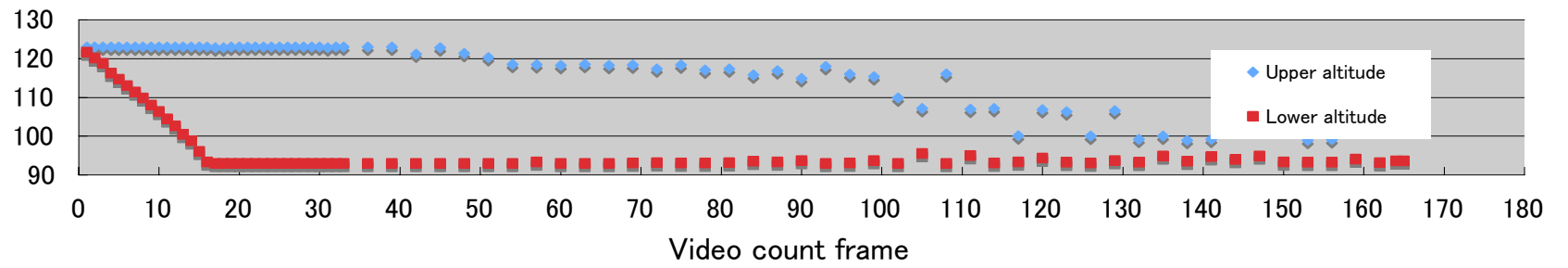


短痕の高度グラフ(2)

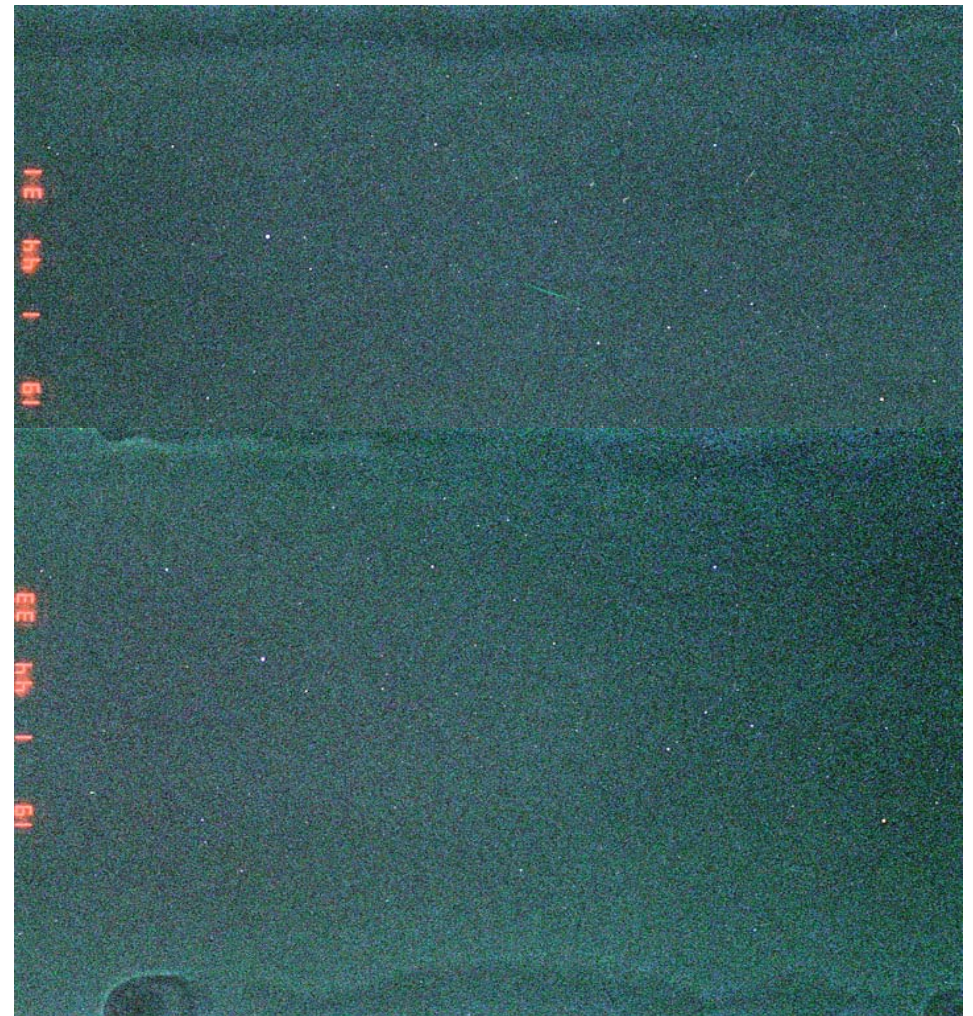
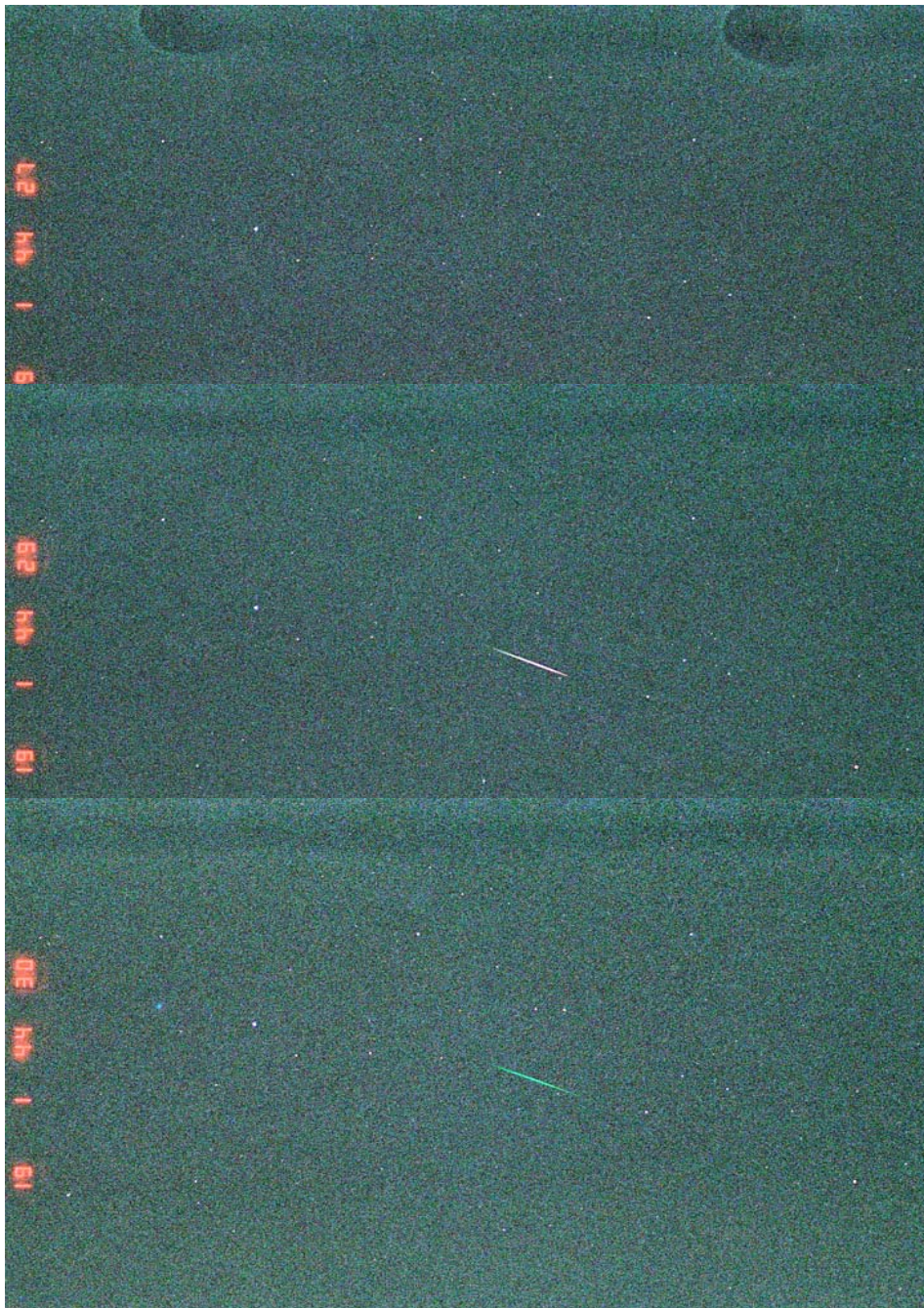


短痕の高度グラフ(3)

L20011118_181934N
mag.: -6.3



短痕の出現から消失まで(各1秒露出)



(2001年11月18日:M.Toda)

短痕の出現から消失まで(各1秒露出)



(2001年11月18日:M.Toda)

L20011118181934_Akagi

Mag:-5

Meteor upper altitude :+120km

Lower altitude : 92-km

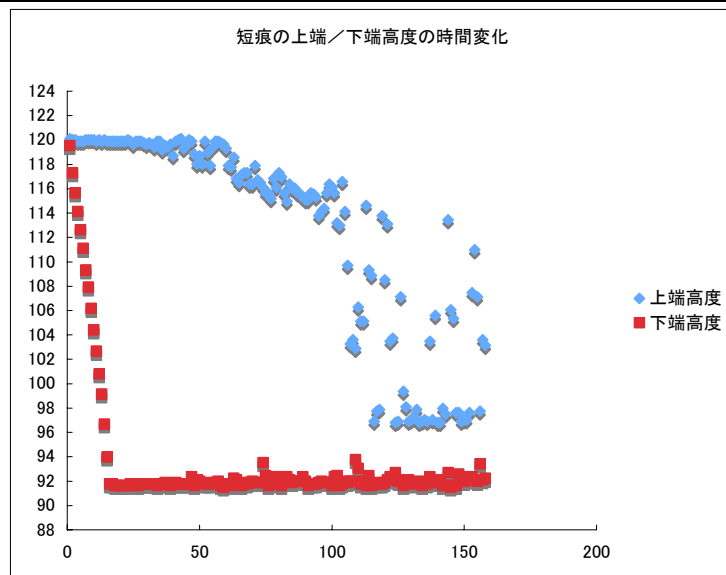


L20011118_181934_Nagatoro

Mag:-4

Meteor Upper altitude :+123km

Lower altitude : 93-km



観測結果と考察(1)

(1) 2001年11月18日17:14-20:17(UT) / 19d 02:14-05:17(JST)に撮影されたI. I. Video動画像から26例の短痕が得られた。内訳はしし座流星群:20例。散在:6例。

・26例の短痕の高度分布は以下の通りである。

	高度平均	範囲
短痕(出現直後・上端高度)	119.3km	107.6～153.8km
短痕(出現直後・下端高度)	117.0km	94.2～153.0km
短痕(最大長・上端高度)	119.5km	101.8～141.0km
短痕(最大長・下端高度)	98.9km	89.7～106.1km
短痕(消失直前・上端高度)	110.0km	94.0～129.1km
短痕(消失直前・下端高度)	105.9km	90.0～116.6km

(参考:短痕を発生させた母流星の高度分布)

	高度平均	範囲
母流星(上端高度)	127.6km	113.1～158.3km
母流星(下端高度)	94.1km	86.6～102.6km

観測結果と考察(2)

(2) 永続流星痕20例の高度分布(Yamamoto et. al.: 2005)と
になった短痕の高度分布とを比較した。

今回明らか

	高度平均	範囲
短痕(出現直後・上端高度)	119.3km	107.6～153.8km
短痕(出現直後・下端高度)	117.0km	94.2～153.0km
短痕(最大長・上端高度)	119.5km	101.8～141.0km
短痕(最大長・下端高度)	98.9km	89.7～106.1km
短痕(消失直前・上端高度)	110.0km	94.0～129.1km
短痕(消失直前・下端高度)	105.9km	90.0～116.6km

永続流星痕(上端高度)	99.5km	95.0～106.0km
永続流星痕(下端高度)	86.3km	75.0～ 94.0km

厳密には同一流星の短痕と永続流星痕との比較ではないが、短痕は永続流星痕の上端高度より高い高度で発光している。

(3) 短痕発光直後は流星本体後方に「金魚のフン」状態で観測されている。

観測結果と考察(3)

- (4) 高度140kmを超える領域で短痕が観測された。
- (5) 母流星の等級に短痕の高度分布に差が見られた。
- (6) 下端高度の地方時依存性(Yamamoto et. al.: 2005)は短痕には見られなかった。ただし、高度解析を実施したのは観測時間3時間のうち流星数の多い2時間なので、残り1時間分を解析して傾向を見てみたい。
- (7) 短痕出現中の高度変化が明らかになった。短痕最大伸張後、下端の高度が上昇し、あたかも上端側に収束するものもあった。
- (8) 2001年しし座流星雨では短痕のカラー撮影に成功している(ポスター参照)。
1秒露出で2コマ写っていて、色は鮮やかな緑。酸素禁制線(OI557nm)のlifetimeが1秒なので、カラー写真と矛盾していない。今後は通常のI. I.2点観測に併せて分光観測も実施したい。

流星痕(りゅうせいこん meteor train)について

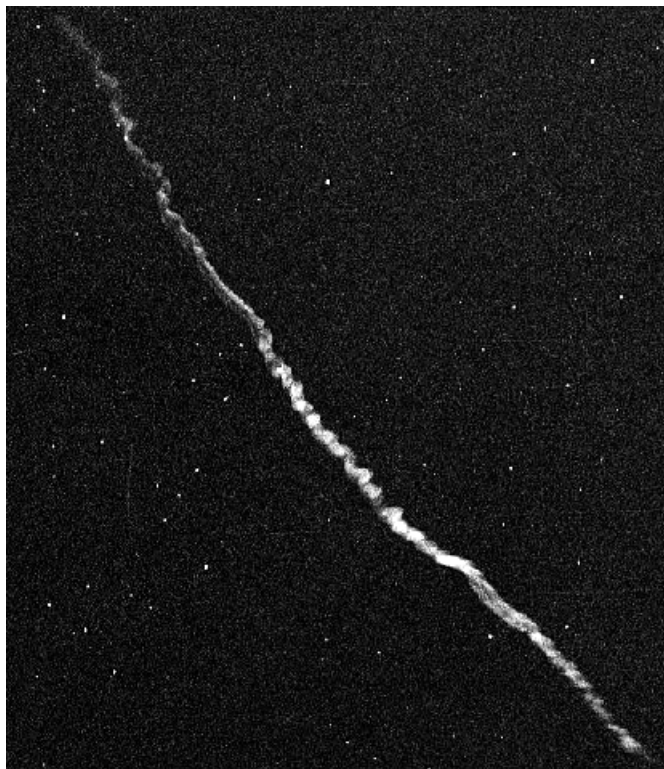
流星痕同時観測キャンペーン事務局
比嘉義裕 (ひがよしひろ)

【流星痕とは？】

『流星痕』とは、流星が出現した後に、その飛跡に沿って出現する発光体である。

その継続時間により、およそ3秒以下のものを『短痕』、30秒以上(ときには数十分)継続するものを『永続痕』と呼ぶ。

写真1：2000年11月19日03時35分31秒に出現した、しし座流星群の-5等の火球に伴って出現した流星痕。撮影：比嘉義裕



【流星痕について、わかってきたこと】

1. 平均高度は、およそ地上93 kmである(おもに、しし群)[文献1]。
2. 出現高度はおよそ地上100 km、消失高度はおよそ地上86 kmである。また、出現高度は、出現時刻(輻射点高度=大気突入角)により変化が見られないが、消失高度は、出現時刻が遅くなる(輻射点高度=大気突入角が、大きくなる)と、地上に近づいてくる(おもに、しし群)[文献1]。
3. おもな発光物質は、地球大気分子である。時系列にあげると、まず酸素(OI , 557.7nm 禁制線)(オーロラグリーン)が見られ、次にNa, Mg, Fe, Caなどの金属やN, Oなど(高高度より青～白～赤)が見られ、最後にFeO(赤茶色)が見られる(しし群)[文献2, 3]。
しかしこれらは、各々が、次に発光する物質のトリガーにはなっていないようである。
4. 全体的な形状は円柱状であり、うち大きな流星痕はチューブ状になっていると考えられる[文献4]。これは2001年11月19日01時47分に出現した-8等のしし群火球にともなう流星痕が、地上のどの方向からも2本線にみえたこと[文献5]などより、推測できる。
5. 部分的な形状は、こぶ形状、らせん形状、あみ目形状に分類できる。これらは一つの流星痕に複数存在することがある[文献4]。

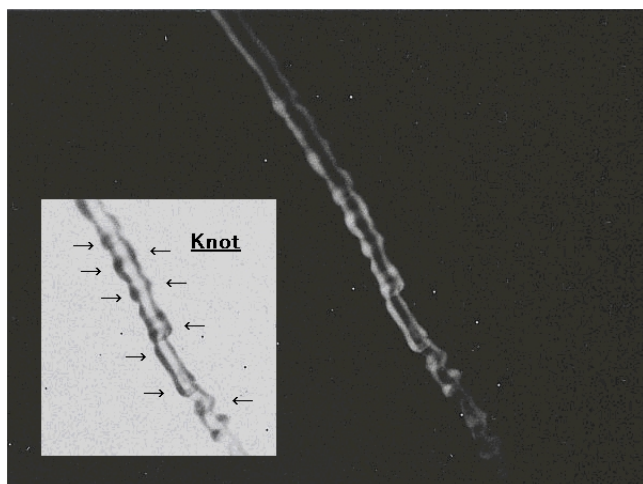


写真2：こぶ形状(2001年しし群 石塚洋一氏)[文献4]

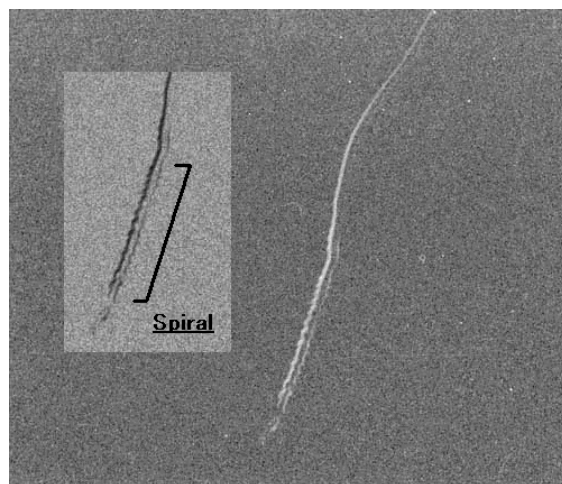


写真3：らせん形状(2001年しし群 比嘉)[文献4]

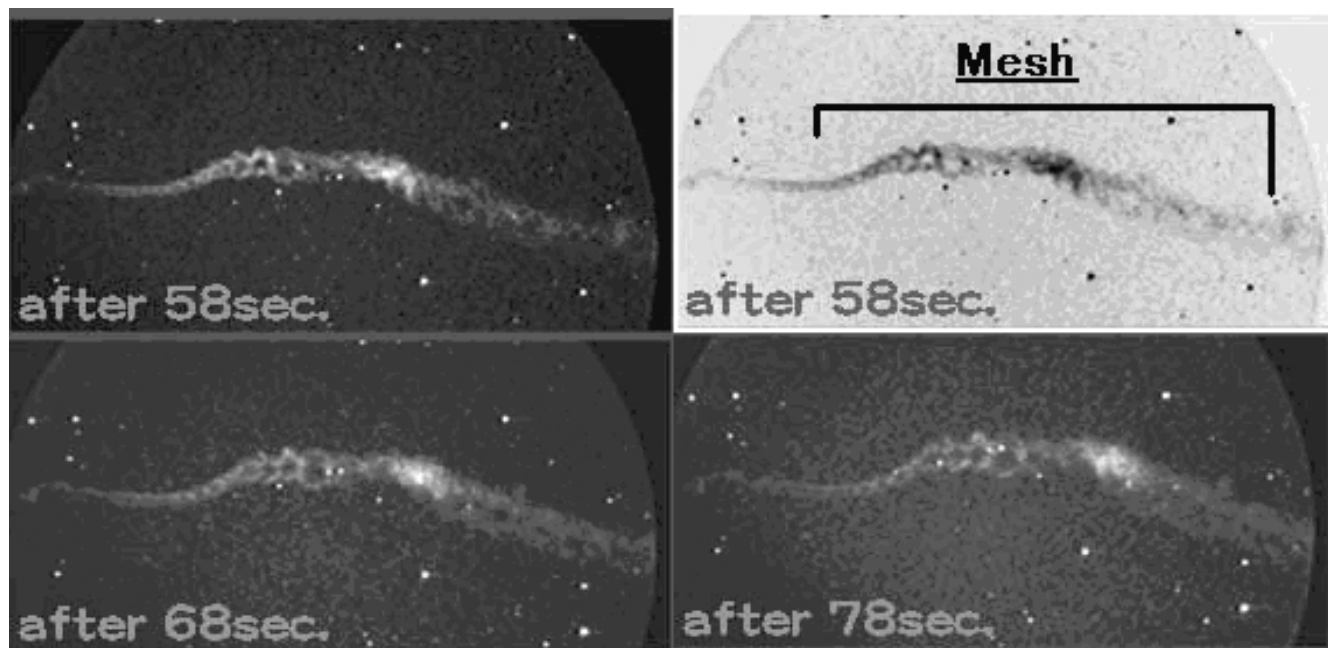


写真4：あみ目形状の例(2001年しし群 撮影:前田幸治氏・IIビデオ映像からコンポジット) [文献4]

6. 形状を出現時刻ごとにみると、全体的な形状は、これを見た目で1本線、2本線としたとき、出現率は、1本線が24%、2本線が76%で、出現時刻による変化はなかった(しし群) [文献6]。また部分的な形状は、こぶ形状は減少、らせん形状は増加、あみ目形状は変化がなかった(しし群) [文献6]。

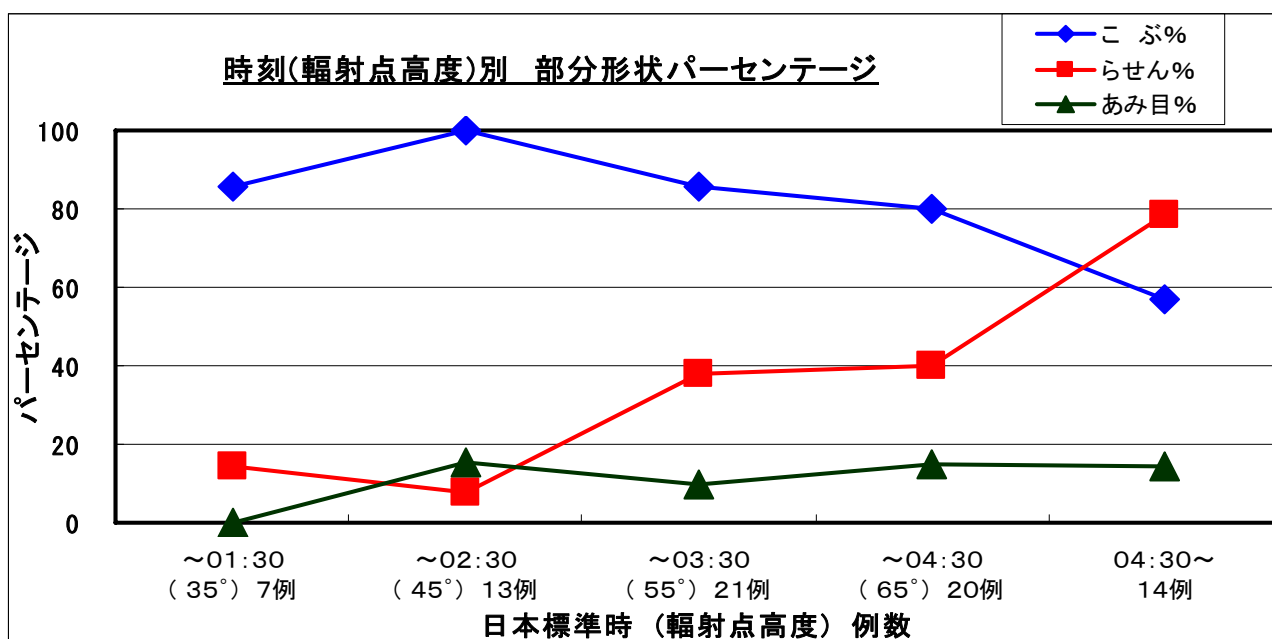


表1：2001年11月18/19日のしし群流星痕の、出現時刻別、部分形状のパーセンテージ [文献5]

7. 流星の最大発光部に流星痕が出現するわけではないようだ。すなわち大気成分とその濃度の影響が大きいと考えられる。
8. 流星痕は、明るく(−4等以上)、または速い流星のときに見えやすいことが経験的にわかっているのだが、1等級程度の明るさで、あるいは遅い流星でも、流星痕が出現することがわかってきた。これらは非常に淡い光で、肉眼で捕らえることは極めて困難である。
この『見えない痕』の発見は、流星痕をコンスタントに観測する上で、重要である。
9. フィルムカメラによる撮影よりも、デジタルカメラによる撮影のほうが、良好なデータが残せるようである。感度特性(デジタルカメラは赤外領域に強い)によるのかもしれない。

【流星痕について、まだわからないこと】

しし群以外の流星痕については、サンプル数が少ない。超高速という特徴を持つしし群による流星痕の解析結果だけで、流星痕のすべてを説明するのは、困難と思われる。

たとえば発光物質であるが、特に、ふたご群に代表される中～低速群では、しし群で見られた、酸素禁制線によるオーロラグリーンや、高高度より青～白～赤に別れて見える発光が、ほとんど観測されていない。

また、出現高度も、しし群以外では、統計的に満足できるデータがなく、いまだ不明といっ
てよい。良好なサンプルを得た例はある。鈴木らは、1999年12月15日04時13分40秒に出現した－6等のふたご群に伴う流星痕について、出現高度102.1 km、消失高度87.2 kmを検出した[文献7]。

さらに、形状も不明点が多い。流星痕は、出現してもすぐに消えてしまうし、高層大気風や自己の運動などで、みるみる変化・拡散してしまうから、明瞭な形状を記録することはとても難しい。しし群においては解明が進んだものの、それ以外の流星痕にもこの形態分類が当てはまるのか、未だ不明である。特に、チューブ状(2本線に見える)、非チューブ状(1本線に見える)のできる条件や、そもそも2本線の流星痕は本当にチューブ状なのか(流星体が分裂して2本線になったのではないか?)など、謎は多い。

これらの解明は、これからの“質の高い”観測にかかっている。

【流星痕を観測しよう！】

流星痕の観測だが、できれば精度が高く解析に足るデータを取りたい。特に、現在は、出現高度のデータが不足しているので、多地点同時観測が望まれる。

以下に、**永続痕の撮影方法**を示す。(★は必須、☆は可能なら)

★一眼レフカメラ(高感度ビデオなら、なお良い)

- ・フィルム、デジタルともにISO1600以上の超高感度を設定する。
- ・レンズは焦点距離50mm以上(望遠ならなおよい)
- ・絞りはF2.8以下(明るければなおよい)
- ・シャッタースピードは5～10秒
- ・撮影枚数は、流星痕の動く方向をとらえるために、**必ず複数(最低で2枚)**

★三脚・レリーズなどの、天体写真の撮影道具

★流星出現時刻と流星痕撮影時刻が記録できるもの(時計とレコーダー、ビデオなど)

- ・複数名で観測する場合は、記録係をおいてもよい
- ・デジタルカメラなら、撮影後にプロパティで撮影時刻を確認できる

☆流星撮影用カメラ(ガイド撮影が望ましい)

- ・母流星の情報を得る(特に、出現高度と、出現座標)
-

また、『**見えない痕**』も積極的に狙いたい。これは視認できないので、**0等級以上の流星**が出現したら、その座標にカメラを向けて数枚撮影することになる。

出現座標は、“**指差し確認**”をおこなうと特定しやすくなる。

上記の撮影方法に加え、シャッタースピードを10～30秒程度にする必要がある(非常に淡い光なので、早めのシャッタースピードだと、写らない可能性がある)。

2007年後半は、主要群の活動時に月明かりの影響が少なく、流星群の当たり年である。

流星痕の出現に実績のあるペルセウス群と、オリオン群(昨年突発出現し、今年も期待できる)は、永続痕も『**見えない痕**』も狙える。おうし群とふたご群は『**見えない痕**』をメインに狙っていきたい。

【流星痕同時観測キャンペーン事務局】

流星痕同時観測(METRO)キャンペーン事務局は、流星痕の観測・解析研究・データ収集とアーカイブ製作をしている、銀河系で唯一のチームです。

観測データの送付、または、お問い合わせなどありましたら、以下にお願いいたします。

[http://www3.plala.or.jp/MY_Yamamoto/campaign/
train@nms.gr.jp](http://www3.plala.or.jp/MY_Yamamoto/campaign/train@nms.gr.jp)



【参考文献】

1. Yamamoto, M.-Y., Toda, M., Higa, Y., Maeda, K., and Watanabe, J.-I.: *Earth, Moon, and Planets, Volume 95, Issue 1-4, pp. 279-287, 2005*
2. Abe, S., Ebizuka, N., Murayama, H., Ohtsuka, K., Sugimoto, S., Yamamoto, M., Yano, H., Watanabe, J. I., Borovicka, J.: *Earth, Moon, and Planets, 95, 265, 2005*
3. 阿部新助, 矢野創, 海老塚昇, 春日敏測, 杉本雅俊, 渡部潤一.: 流星に生命の起源を求めて, *天文月報, 第95巻, 11号, 515-528, 2002*
4. Higa, Y., Toda, M., Yamamoto, M.-Y., Fujita, M., Suzuki, S., Ishizuka, Y., and Maeda, K.: *Inst. Space Astro. Sci. Rep. SP 15, 245-252, 2003*
5. Yamamoto, M.-Y., Toda, M., Higa, Y., Fujita, M., and Suzuki, S.: *Inst. Space Astro. Sci. Rep. SP 15, 237-244, 2003*
6. 比嘉義裕.: 流星痕の輻射点高度別および母流星絶対光度別形態分類, *天文月報, 第99巻, 7号, 400-401, 2006*
7. 鈴木智.: ふたご座流星群の永続痕, *第94回流星物理セミナー, 2000*

超高感度 ISO12800 デジタル一眼レフカメラによる 永続流星痕の観測 —2009 年度の成果—

比嘉義裕（日本流星研究会、流星痕同時観測キャンペーン事務局）

【1. はじめに】

流星痕（りゅうせいこん）は、流星体と地球大気成分が衝突することにより発光した分子雲である。このうち、寿命が3秒以下のものを**短痕**、それ以上のものを**永続痕**と呼ぶ。

永続痕は、マイナス4等以上の明るい流星に伴い出現しやすいことが知られていた。しかし大流星の出現頻度は多くなく、永続痕の高精度観測例は、現在でも年間数例にすぎない。

我々流星痕同時観測キャンペーン事務局は、1998年

より、流星痕のデータ収集および解析をおこなっている。2001年しし座流星群により大量に得られた流星痕データは、初期結果3編^{1) - 3)}、画像カタログ2編^{4), 5)}、ならびに高度解析結果1編⁶⁾を英論文として、永続痕形態分類の成果⁷⁾を和文論文として、発表している。

キャンペーン発足時は、銀塩フィルムを用いた永続痕の観測が殆どであったが、永続痕は輝度が淡いため、数秒～数十秒の露出が必要となり、詳細構造や発光色などを正確に捕らえるのは困難だった。

一方、同キャンペーンの成果の一つとして、出現時より肉眼では捉えられないほどに淡い輝度である“見えない流星痕(invisible train)”の発見がある（成果の一例として¹⁰⁾）。

さて、近年、一眼レフカメラはデジタル化が進み、それに伴い超高感度領域が使用に耐え得るようになった。エントリーモデルでも、ISO10000を超える機能が搭載されているものは少なくない。

流星痕の観測は、デジタル一眼レフカメラを用いることにより、飛躍的に進歩し、特に“見えない流星痕”の観測が容易になった。これは、年間数個しか出現しない永続痕に頼ることなく、流星痕の高精度観測が期待できることを意味する。

本稿では、超高感度デジタル一眼レフカメラを用いた2009年オリオン座流星群（以下Ori群）、ふたご座流星群（以下Gem群）、および散在流星（おおぐま群との判定あり。以下UMa群）における流星痕の観測例と、その出現高度について、過去の事例とともに報告する。

【2. 方法】

以下の機材を用い、観測した。

2-1. 流星痕撮影用機材

Canon EOS Kiss DX3 EF50mmF1.8 II RAW ISO12800 ノイズリダクション OFF ホワイトバランス太陽光 2秒露出 & F1.8開放（オリオン座流星群）、3.2秒露出 & F2（ふたご座流星群）

1等以上の流星が出現したら、その座標にカメラを向け、撮影を開始する。

このとき“見える流星痕（おもに永続痕。通常マイナス4等か、それより明るい火球に伴い出現する）なら、見えている間は撮影を継続し、見えなくなった後も、数枚撮影する。視認できなくとも“見えない流星痕”が出現しているかもしれないので、流星出現座標に機材を向け、数枚撮影する。

数枚撮影する理由は、流星痕の移動方向と速度を解析するためである。

なお、ふたご座流星群による流星痕は、他の流星痕に比べ、ひときわ暗いので、露出時間および絞りを工夫する必要がある。

流星痕の呼称と、出現ステージ・出現時間の分類

Stage (phase)		time after train appears	
0	流星体の発光		
1	wake (しっぱ)		
2	禁制線発光	短痕	0秒 → 約0.7秒
3	アフターグロウ	~~~~~	0秒 → 2~3秒
4	金属、O ₂ など	永続痕	0秒 → 30秒程度
5	FeOなど(※)	~~~~~	?秒 → (30秒以上) → ~

※ stage5は、化学的発光と思われる。

表1. 流星痕の呼称と、出現ステージ・出現時間の分類

2-2. 流星パトロール用機材

Canon EOS KissDX EF-S10-22mmF3.5-4.5 USM mJPG ISO1600 15秒露出 10mmF3.5開放

ノイズリダクションOFF ホワイトバランス太陽光

カメラは連続撮影を設定する。レンズが超広角（焦点距離は35mmカメラ換算で16mm）なので、15秒程度の露出であれば、星を点像で撮影できるので、ガイドは不要である。

【3. 結果】

観測は、2009年10月19/20日から22/23日、および同12月13/14日の、延べ5晩おこなわれ、Ori群による流星痕を7個（うち1個は“短痕”）、Gem群による流星痕を1個、UMa群による流星痕を1個、撮影した。

このうち、2009年10月22日02時14分（Ori群）、同年月日02時54分（Ori群）、同年月日03時21分（UMa群）の3個については、流星本体の撮影にも成功した。これらは、SonotaCo ネットワークにても照合が成立したため、出現高度を解析することができた。

3-1. 母流星および流星痕の出現高度について

SonotaCo ネットワークのデータをもとに、表2の通り、出現高度が検出された。

属性	流星出現時刻 (hhmmss、JST)	絶対等級 (mag.)	流星出現高度(km)			流星痕出現高度(km)		
			出現	中間	消滅	出現	中間	消滅
1. Ori	021446	-3.4	109.2	100.0	90.8	99.4	95.7	92.0
2. Ori	025358	-5.3	111.2	101.4	91.6	109.0	100.3	91.6
3. UMa	032058	-4.0	106.4	97.9	89.3	100.0	95.4	90.8

表2. Ori群2例、UMa群1例の、流星本体と流星痕の出現高度

3-2. 流星および流星痕の撮影画像

以下のように、流星および流星痕が撮影された。良好な撮像を示す（画像は反転処理）。

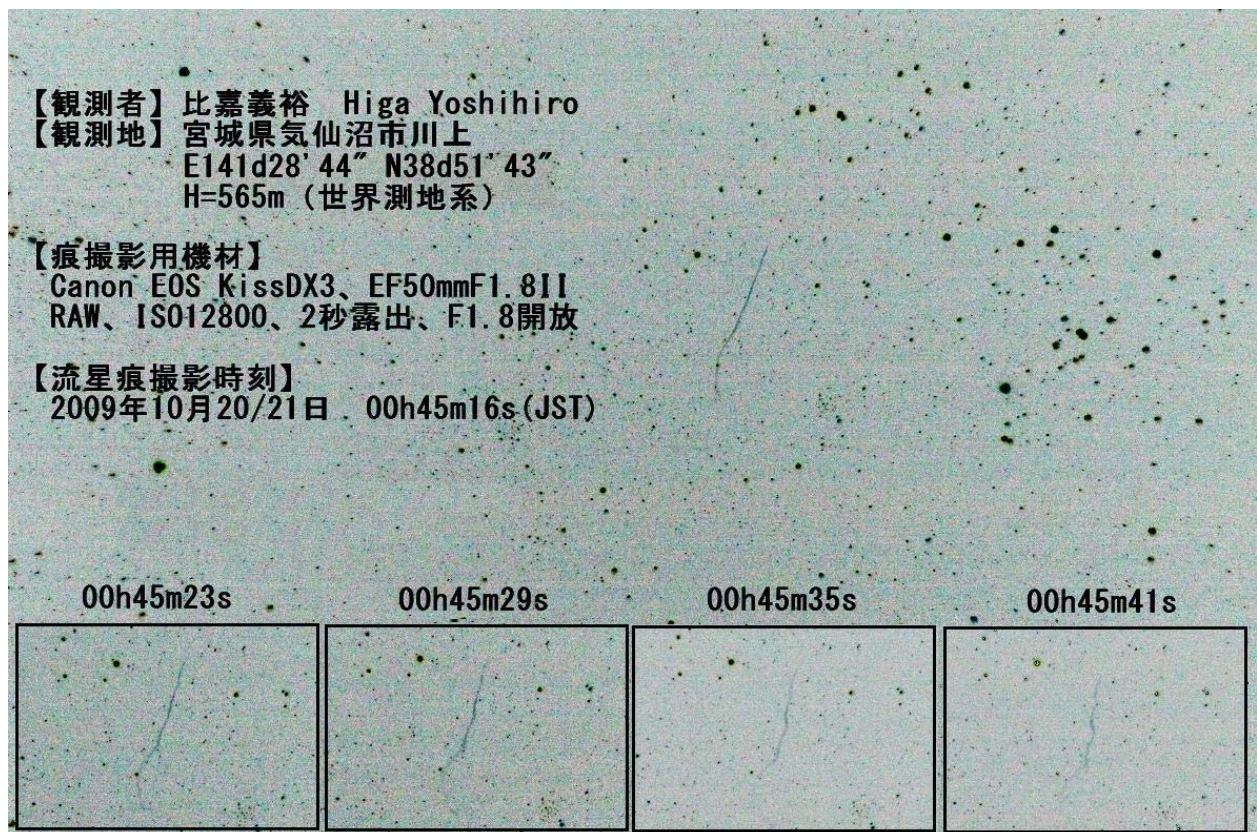
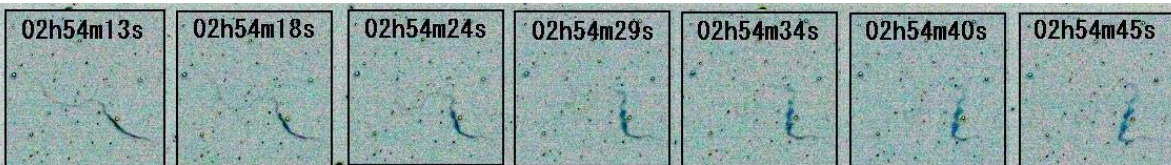


写真1. Ori群の流星痕 ※詳細は写真を参照のこと。以下同じ。

【観測者】比嘉義裕 Higa Yoshihiro
【観測地】宮城県気仙沼市川上
E141d28'44" N38d51'43" H=565m (世界測地系)
【機材】Canon EOS KissDX、EF-S10-22mmF3.5-4.5 USM
JPG、ISO1600、15秒露出、10mmF3.5開放
三脚 (固定撮影)、レリーズ
【流星出現時刻】2009年10月21/22日 02h54m01±2s (JST)
【出現場所】Ori (オリオン座)
【光度】-2 mag.
【群の帰属】Ori



【観測者】比嘉義裕 Higa Yoshihiro
【観測地】宮城県気仙沼市川上
E141d28'44" N38d51'43" H=565m (世界測地系)

【機材】Canon EOS KissDX3、EF50mmF1.8II
RAW、ISO12800、2秒露出、F1.8開放
三脚、レリーズ

【流星出現時刻】2009年10月21/22日 02h54m01±2s (JST)
【出現場所】Ori (オリオン座)
【光度】-2 mag.
【群の帰属】Ori

【肉眼での痕持続時間】3秒程度
【撮影時の状態】肉眼では視認できなかった

【流星痕撮影時刻】2009年10月21/22日 02h54m08s (JST)

写真2. Ori 群の流星と、流星痕

【4. 議論】

我々流星痕同時観測キャンペーン事務局は、永続流星痕の出現高度を平均 93km と導き出した⁶⁾ が、これはおもにしし座流星群の流星痕によるものであった。これが他の流星痕にも当てはまるのかは、観測例が少なく、明言できないものであった。

一方、“見えない流星痕”の観測が確立されていくにつれ、大規模な流星痕でなくても、その出現高度解析に足るデータが得られるようになってきた。

今回の観測により、Ori 群 2 例、UMa 群と思われる 1 例において、出現高度を検出した。結果は、表 3 と乖離しないものであった。これは、流星痕の出現高度は、流星体の特徴よりも、高層大気成分に強く依存していることを示唆していると考ええる。

しかしながら、現時点で断定するには、観測例がまだ少ないことを否定できない。

幸いにも、デジタル撮影機器の技術進歩と価格安定は、流星痕の観測を後押しするものである。流星痕同時観測キャンペーン事務局としては、今後とも、超高感度カメラを用い、“見えない流星痕”を狙った流星痕観測を続け、また普及させていきたい。

各流星群の流星痕の、出現高度の比較

流星群[例数]	対地速度	上端	下端	中央部
しし群[18] (流星[4])	71km/s	99. 6km 142. 0km	86. 3km 82. 3km	92. 9km 112. 1km
オリオン群[2] (流星[0])	66km/s	104. 5km	86. 0km	95. 3km
ペルセウス群[2] (流星[2])	59km/s	100. 0km 118. 9km	84. 6km 79. 8km	92. 3km 99. 3km
ふたご群[1] (流星[1])	35km/s	102km — km	87km 56. 5km	94. 5km — km
流星痕平均[23]		100. 2km	86. 1km	93. 2km

表 3. 各流星群による流星痕の、出現高度の比較
(文献⁶⁾、⁸⁾ - ¹⁰⁾ をもとに作成)

【参考文献】

- 1) Toda, M., Yamamoto, M.-Y., Higa, Y., and Fujita, M.: 2003, Inst. Space Astro. Sci. Rep. SP 15, 229-236.
- 2) Yamamoto, M.-Y., Toda, M., Higa, Y., Fujita, M., and Suzuki, S.: 2003, Inst. Space Astro. Sci. Rep. SP 15, 237-244.
- 3) Higa, Y., Toda, M., Yamamoto, M.-Y., Fujita, M., Suzuki, S., Ishizuka, Y., and Maeda, K., 2003, Inst. Space Astro. Sci. Rep. SP 15, 245-252.
- 4) Toda et al., 2004, Publ. Natl. Astron. Obs. Japan, 7, 53-66.
- 5) Higa et al., 2004, Publ. Natl. Astron. Obs. Japan, 7, 67-131.
- 6) Masa-yuki Yamamoto, Masayuki Toda, Yoshihiro Higa, Kouji Maeda, and Jun-ichi Watanabe, 2005, Altitudinal Distribution of 20 Persistent Meteor Trains: Estimates Derived from METRO Campaign Archives, Earth, Moon, Planets, 95, 279-287.
- 7) 比嘉義裕, 2006, 天文月報, 99, No. 7, 400-401.
- 8) 鈴木智, 1998, 天文ガイド別冊, 13, 116-121.
- 9) 鈴木智, 2000, ふたご座流星群の永続痕, 第 94 回流星物理セミナー.
- 10) 比嘉義裕, 大川拓也, 戸田雅之, 山本真行, 2008, 2007 年ペルセウス座流星群による流星痕の、出現高度の検出, 日本天文学会 2008 年春季年会, L02b.

流星の短痕を測る

—イメージインテンシファイア付ビデオカメラの2点観測成果から迫る短痕の成長—

戸田雅之 * 山本真行 ** 重野好彦 ***



高知工科大学
KOCHI UNIVERSITY OF TECHNOLOGY

流星の短痕を測る

—イメージインテンシファイア付ビデオカメラの 2点観測成果から迫る短痕の発達・減衰過程—

戸田 雅之* 山本 真行** 重野 好彦***

(受領日:2010年4月28日、受理日:2010年6月13日)

* 日本流星研究会 流星痕同時観測(METRO)チーム

〒168-0063 東京都杉並区和泉 1-16-13

E-mail: *metrotokyo_masa_toda@yahoo.co.jp

** 高知工科大学 システム工学群

〒782-8502 高知県香美市土佐山田町宮ノ口 185

E-mail: **yamamoto.masa-yuki@kochi-tech.ac.jp

*** 流星物理セミナー

〒211-0021 神奈川県川崎市中原区木月住吉町 5-6

要約: 流星出現直後にはごく稀に流星経路をなぞるように細い発光体が見える。それは短時間で減光し、形を変えながら消失する。これを流星痕と呼ぶ。流星痕の発生確率が最も高いのは毎年11月中旬に出現する「しし座流星群」である。我々はしし座流星群の2001年大出現で、イメージインテンシファイアを使用した流星の2点観測を実施した。動体検出ソフトウェアの使用により、動画から発光継続時間が短い流星痕(以下、短痕)を効率よく抽出できた。本研究では、しし座流星群に属する流星起源の短痕18例、しし群以外の流星起源の短痕8例、計26例の短痕を測定して発光高度と継続時間を求めた。その結果、(1)短痕は平均的に120 kmから96 kmの範囲で発光する。(2)短痕発生後、上端側は時間経過とともにその高度を直線的に徐々に低下させる一方で、下端側は母流星突入に伴い低高度側へ一気に成長し短痕長の最大を迎えた後、対数関数の漸近曲線的に上昇し、短痕消失直前には平均高度107 kmに収れんする。(3)短痕の継続時間は短いもので0.1秒、最長で5秒。(4)母流星絶対等級と短痕の継続時間に有意な相関がある。(5)短痕の継続時間はOI557.7 nm(励起状態特性寿命0.7秒)発光を仮定すれば説明できる可能性が高い、ことが分かった。

1. はじめに

流星発光直後の軌跡に、一般に1秒程度、時には1分、大変に稀な例では60分にわたり継続した発光が見られる。それを流星痕と呼ぶ。流星は瞬時の現象であり、いつどの方向に何等級の流星が出現するか予測するのは不可能である。このような流星の撮影は、基本的にはカメラを一定の天域方向に向ける待ち受け観測の手法がとられる。この場合はカメラの視野内に偶然入ってきた流星のみが解析対象となる。

流星痕はその発光時間長で短痕と永続流星痕に分けられる。継続時間が長いものを永続流星痕と

呼ぶ。永続流星痕の発生確率は非常に低い、観測の歴史は決して新しくない。永続流星痕のうち発光時間が非常に長いものは流星本体消失後でも十分に目撃可能であり、科学研究がなされる以前より謎の発光物体として市民によるスケッチや目撃記録等が残されている(戸田ら, 2004)⁽¹⁾。

Trowbridge (1907)⁽²⁾以降、眼視観測された流星痕の知見は時々学術論文として出版されてきた。母彗星の回帰にあわせ約33年おきに爆発的な出現を見せてきたしし座流星群と歩調を合わせるように永続流星痕の知見が増加し、観測機材も進化した。1966年の大出現では長沢(1978)⁽³⁾により

写真を用いた観測・研究が残された。2001 年の大出現前後では前回出現時には存在しなかった高感度フィルムが活躍し、大勢のアマチュア天文家が流星痕撮影を行なった。一眼レフデジタルカメラ、イメージンテンシファイア（以下 II）、冷却 CCD 等も流星痕観測にはじめて使われた。阿部ら (2005) ⁽⁴⁾ のしし座流星群の永続流星痕の分光観測論文では、1998 年の観測では高感度フィルム、2001 年の観測では II ビデオによる結果が報告されており 4 年間の観測機材の進歩も反映されている。

2001 年の大出現では観測手法でも特筆すべき変化があった。流星痕の良質かつ大量のデータ取得を目的に、戸田と山本は、流星痕同時観測キャンペーンを提唱した。日本のアマチュア天文家を主とする観測者の献身的な協力により 2001 年 11 月 18 日 UT の極大夜の数時間で、国内各地で行われた写真撮影から永続流星痕 40 例以上の同時観測と 100 例以上の単独観測による人類観測史上最大の流星痕データを取得した (戸田ら, 2003) ⁽⁵⁾。

この成果は流星痕画像カタログ論文 (戸田ら, 2004, 比嘉ら, 2005) ^(1,6) として結実した。そして永続流星痕の 3 次元構造解析と発光高度 (山本ら, 2003) ⁽⁷⁾ をはじめ、しし座流星群永続流星痕の形状分類や、形態学・統計学的な解析と考察 (比嘉ら, 2003) ⁽⁸⁾ を行い、さらに永続流星痕の観測条件や母流星の絶対光度別の形態分類も試みた (比嘉, 2006) ⁽⁹⁾。

永続流星痕に対し、極めて短時間で消失する流星痕を短痕と呼ぶ。両者の発光過程は未だ完全には解明されていないため、本論文では便宜的に継続時間 3 秒をもって永続流星痕と短痕を区別する。短痕も視認可能であるが、出現後の撮影が著しく困難な対象として長らく解析の対象になり得なかった。2001 年しし座流星群の大出現の夜に幸運にも捉えられた流星と同流星起源の短痕の写真撮影例を図 1 に掲載する。

日本では 1980 年代はじめに眼視の数万倍の感度を持つ II とビデオカメラ (以下 II ビデオ) を用いた流星撮影が始められた。1980 年代後半から熱心な流星観測者たちは II ビデオによる定常的流星観測を始めている。観測目的は暗い流星までを含む流星群の軌道計算の統計や回折格子を用いた分光観測、そして出現数のモニター観測である。軌道計算目的で数 10 km 程度離れた 2 地点から同時撮影された動画像には、ときどき流星出現後の短痕も記録されていた。2001 年しし座流星



図 1 しし座流星群の流星 (左) と直後に出現した短痕 (右)。流星は斜め左上から右下へ流れている。短痕は流星の光り始めの領域に残っている。2001 年 11 月 18 日 19 時 24 分 19 秒 UT (世界時), ニコン F4s, 200 mm F 2, シャッタースピード 1 秒, フィルム: フジ・スペリア 1600, 撮影: 戸田雅之。

群の極大夜に写真と II ビデオによる 2 点同時観測を実施した重野ら (2003) ⁽¹⁰⁾ はわずか数時間に 100 例以上の同時流星記録を得た。

我々は、流星観測が主目的の II ビデオ 2 点同時観測が流星出現から短痕の発達と消長までを切れ目無く捉えている点に注目した。これは流星の発光高度のみならず、短痕の発光高度や発達・減衰についても議論可能なことを意味する。軌道計算目的で撮影された II ビデオによる 2 点観測動画アーカイブのうち、2001 年しし座流星群の動画像に最新の動体検出ソフトウェアを適用し再解析した。極大時刻を含む約 2 時間の観測結果の再解析から 26 例の短痕を抽出した。本解析では、全ての母流星と短痕がビデオ観測の時間分解能を有している。2 点同時観測が成立した流星は三角測量の応用で軌道計算や高度の算出が可能で、既に重野により流星の出現高度が計算済みであり、短痕の出現高度も詳細に算出可能である。

2. 観測

II ビデオカメラによる観測機器を群馬県赤城山麓 (139° 11' E, 36° 28' N, 529 m) と埼玉県長瀨 (139° 06' E, 36° 05' N, 230 m) の 2 点に設置した。観測地間の距離は 43.2 km である。対物レンズの焦点距離と明るさは 85 mm, F1.2、視野は 10.5 度 × 8.5 度。第 2 世代の II により光を約 5 万倍に増幅し、最微恒星等級は 10 等級である。

増幅された蛍光面を 41 万画素 CCD カメラで撮

影し、Hi-8 ビデオテープに録画した。観測期間は 2001 年 11 月 18 日 17 時 14 分～20 時 17 分 UT(日本時間 11 月 19 日 2 時 14 分～5 時 17 分) の 183 分間。撮影された同時流星数 150 のうち 102 流星の軌道が求められた。このうち、しし座流星群は 35 流星。流星経路の平均誤差は 90 秒角であった(重野、重野ら, 2003)^(10, 11)。

この夜の眼視観測でしし座流星雨の極大が求められている。極大時刻は 11 月 18 日 18 時 17 分 UT(日本時間 19 日 3 時 17 分) で、理想条件下の時間流星数(ZHR)は 3120 ± 100 であった(小川・内山, 2002)⁽¹²⁾。

3. 流星痕の抽出

撮影済の動画像から流星や流星痕などのイベントを見つけ出すのは容易ではない。代表的な方法を 2 つ挙げる。

- (1) 1 人または数人で同じ動画像を見続けて流星を数え、流星痕が視認できたらコマ送りで抽出する。
- (2) 動体検出ソフトウェアを使用して流星や流星痕を抽出する。

最初の方法は手軽に始められる半面、流星や流星痕イベントを目視する人を長時間束縛する必要がある。しかも 1 回の目視では必ず見逃したイベントが発生する。何度も同じ動画像を見直した結果、1 回目の目視よりも必ずイベント数が増える。

(2) の方法では専用のビデオキャプチャーボードを搭載した PC に動体検出ソフトウェアのインストールが必要である。本研究ではシェアウェアの“UFOCapture”(SonotaCo, 2009)⁽¹³⁾を使用した。2004 年に誕生した UFOCapture は流星観測者とソフトウェア開発者の熱心なやり取りの結果バージョンアップが繰り返されている。2010 年現在、流星の動画観測分野では標準的に使われているソフトウェアで、流星や流星痕だけでなくレンズ前を横切ったものを設定された一定境界条件の下で自動的に抽出できる。

我々は当初から (2) の方法を採用した。Hi-8 ビデオテープに記録されたアナログ映像は、ビデオキャプチャーボードによる A/D 変換を介し、動体検出ソフト UFOCapture のインストール済 PC を経由して、標準動画形式 AVI ファイルに変換される。撮影領域内に何かが動いた時刻の前後数秒間の動画のみが自動的に抽出・記録される。このままでは流星だけでなく、移動する雲、鳥や虫の飛来、霧を照らしたクルマのヘッドライト等も

記録される。最終的には AVI ファイルを再生して目視で流星と流星以外と仕分けしなくてはならない。その手間を含んでも UFOCapture の使用で流星と流星痕の抽出効率が格段に向上した。

AVI ファイルからビデオ時間分解能 (1/30 秒) で流星の位置測定をするため、フリーウェア“Bara-Baby AVI”を用いて 1 フレーム毎の静止画(BMP ファイル)に分割、さらにフリーウェア“IrfanView”を用いてデータ形式を BMP から低圧縮の JPEG に変換した。これは位置測定ソフトウェア“PicturePosition”(宮本 篤, 2004, private communication)で読み取り可能にさせるためである。PicturePosition を用いて、1300 フレームを超える短痕画像を丹念に 1 フレームずつ位置測定を行った。最終的に短痕の抽出と測定専用のソフトウェア開発に時間や労力を費やすことなく、シェアウェアおよびフリーウェアの活用で効率的に作業を実施できた。

解析では、183 分間のビデオテープから比較的流星の出現数が多い 18 日 17 時 48 分～19 時 48 分 UT(日本時間 2 時 48 分～4 時 48 分)の 120 分間を選んだ。77 流星が同時観測され軌道が計算されている。内訳はしし座流星群に属する流星が 29 例。しし座流星群以外の流星が 48 例であった(重野)⁽¹⁰⁾。

120 分間の動画から UFOCapture を使い、44 例の流星(しし座流星群に属する流星 29 例、しし座流星群以外の流星 15 例)を抽出し、うち 26 例が短痕を伴っていた。26 例中 18 例がしし座流星群起源の流星発光に伴う短痕で、残り 8 例はしし座流星群以外の流星(散在流星)を起源とする短痕であった。短痕を生じた流星をここでは母流星と呼ぶ。母流星と短痕の一覧表を表 1 に掲載する。

歴史的に永続流星痕や短痕は眼視観測者により目撃されている。短痕と永続流星痕をひとまとめにして有痕率(観測された流星数に対する痕を残した流星の比率)として記録されている。眼視観測に倣い、2001 年しし座流星群観測における II ビデオカメラ動画像から UFOCapture を用いて抽出した流星による有痕率を記すと、しし座流星群について $18/29 = 62.0\%$ 、しし座流星群以外では $8/15 = 53.3\%$ となった。

4. 短痕の発光高度とその変化

観測例として 2001 年 11 月 18 日 18 時 22 分 27 秒 UT に出現した絶対等級 -1.3 等級の流星出現 0.1 秒後から 2.4 秒後までの 0.1 秒毎の画像を図 2 に

表1 母流星と短痕一覧表。動体検出ソフト“UFOCapture”を用いて抽出した短痕と、短痕を発生させた母流星のデータ。左から番号、MSS-ID、年月日、出現時刻(UT)、しし群とその他の流星(散在流星)との区別、母流星の絶対光度、母流星の高度(発光点、消失点)、対地速度、短痕発生時の高度(上端側、下端側)、短痕長最大時の高度(上端側、下端側)、短痕消失直前の高度(上端側、下端側)。短痕発生時の流星出現および短痕出現からのフレーム数と経過時間、短痕最大時の流星出現および短痕出現からのフレーム数と経過時間、短痕消失直前の流星出現および短痕出現からのフレーム数と経過時間。なお[fr.]はビデオフレーム数である。表中の斜体数字は、母流星がカメラ写野の外から飛び込んだ時点、あるいは写野の外へ飛び出した時点における高度を示す。短痕長が短くかつ変化が無いものは短痕最大時の値に関してNo Record(-印)とした。

No.	MSS-ID	年月日 [UT]	流星 出現時刻 [hhmmss]	流星 群/ 散在	流星 絶対 光度 [Mag.]	流星 高度 発光点消失点 [km] [km]	対地 速度 [km/s]	短痕発生時		短痕最大時		短痕消失直前		短痕発生時		短痕最大時		短痕消失直前	
								短痕高度 上端側 [km]	短痕高度 下端側 [km]	短痕高度 上端側 [km]	短痕高度 下端側 [km]	短痕高度 上端側 [km]	短痕高度 下端側 [km]	流星出現 時間経過 [fr.]	短痕出現 時間経過 [s]	流星出現 時間経過 [fr.]	短痕出現 時間経過 [s]	流星出現 時間経過 [fr.]	短痕出現 時間経過 [s]
1	MSSJBF	Nov.18,2001	174850	しし群	1.8	125.1 102-	70.4	122.4	120.6	120.0	102-	118.3	116.6	3	0.10	1	0.0	13	0.43
2	MSSJBI	Nov.18,2001	175254	散在	0.5	124.2 109-	68.2	120.5	119.9	118.1	109-	111.9	110.9	4	0.13	1	0.0	10	0.33
3	MSSJBL	Nov.18,2001	175928	しし群	0.0	111+ 94.8	69.8	111+	110.6	111+	98.0	108.0	106.5	1	0.03	1	0.0	8	0.27
4	MSSJBO	Nov.18,2001	180640	しし群	0.3	107+ 90.4	71.4	107+	106.5	107+	93.5	107+	106.3	3	0.10	1	0.0	11	0.37
5	MSSJBR	Nov.18,2001	181219	しし群	-0.9	129.4 112-	71.7	125.0	123.8	124.6	112-	115.2	112.2	4	0.13	1	0.0	10	0.33
6	MSSJBT	Nov.18,2001	181337	しし群	0.5	127.5 105-	71.5	126.3	125.7	120.1	105-	109.7	108.4	2	0.07	1	0.0	14	0.47
7	MSSJBU	Nov.18,2001	181717	しし群	-0.5	99+ 88.2	70.2	99+	98.0	99+	88.6	98.2	97.1	3	0.10	1	0.0	8	0.27
8	MSSJBV	Nov.18,2001	181733	散在	3.9	117.8 97.9	64.6	113.6	111.2	-	-	107.0	104.9	6	0.20	1	0.0	-	-
9	MSSJBW	Nov.18,2001	181736	散在	3.6	114+ 99.2	52.8	107.6	107.3	-	-	105.2	104.4	6	0.20	1	0.0	-	-
10	MSSJBX	Nov.18,2001	181827	しし群	0.3	155.7 122-	70.8	123.2	122.6	-	-	122.9	122-	13	0.43	1	0.0	-	-
11	MSSJBY	Nov.18,2001	181909	しし群	0.0	120+ 92-	71.8	116.5	115.3	113.7	94.7	109.3	108.5	5	0.17	1	0.0	17	0.57
12	MSSJBZ	Nov.18,2001	181934	しし群	-6.3	123+ 93-	71.2	123+	121.7	123+	93-	105.6	93.7	3	0.10	1	0.0	18	0.60
13	MSSJBa	Nov.18,2001	182137	しし群	-4.1	119+ 111-	72.3	119+	118.3	119+	111-	114.7	112.0	3	0.10	1	0.0	9	0.30
14	MSSJBb	Nov.18,2001	182227	しし群	-1.3	120+ 91.2	71.3	118.8	117.8	117.1	96.0	110.0	108.0	3	0.10	1	0.0	16	0.53
15	MSSJBe	Nov.18,2001	182610	しし群	-3.3	173+ 128-	71.8	153.8	153.0	141.0	128-	128.6	128-	14	0.47	1	0.0	26	0.87
16	MSSJBg	Nov.18,2001	182822	しし群	2.6	105.8 91.0	70.3	102.2	99.5	101.8	95.5	100.6	100.0	5	0.17	1	0.0	7	0.23
17	MSSJBp	Nov.18,2001	184245	散在	2.7	119.1 99.2	62.7	118.3	117.7	113.3	97.1	106.4	104.8	2	0.07	1	0.0	12	0.40
18	MSSJBq	Nov.18,2001	184556	しし群	-0.6	137.3 113-	71.5	126.7	124.7	124.7	113-	115.0	113-	8	0.27	1	0.0	14	0.47
19	MSSJBs	Nov.18,2001	184835	しし群	2.9	129.1 106-	71.4	118.4	117.8	114.5	107.0	111.4	110.0	8	0.27	1	0.0	15	0.50
20	MSSJBx	Nov.18,2001	185700	散在	3.6	117.5 101-	64.2	113.1	111.7	109.7	102.0	109.3	107.3	5	0.17	1	0.0	11	0.37
21	MSSJC1	Nov.18,2001	185824	しし群	-2.4	158.3 114-	71.4	136.3	133.7	126.5	114-	117.7	114-	13	0.43	1	0.0	21	0.70
22	MSSJC8	Nov.18,2001	191124	散在	3.4	95+ 86.6	51.5	94.9	94.2	-	-	94.0	90.0	3	0.10	1	0.0	-	-
23	MSSJCJ	Nov.18,2001	192537	しし群	-7.3	141+ 113-	69.5	141.0	139.7	134.3	113-	115.5	114.6	3	0.10	1	0.0	17	0.57
24	MSSJCM	Nov.18,2001	193204	散在	4.1	113.1 102.6	54.3	107.6	107.3	-	-	106.3	104.6	5	0.17	1	0.0	-	-
25	MSSJCR	Nov.18,2001	194517	散在	4.2	121.7 103-	71.9	120.6	119.6	-	-	106.7	105.4	2	0.07	1	0.0	-	-
26	MSSJCT	Nov.18,2001	194643	しし群	-3.4	107+ 93-	70.8	107+	105.1	107+	93.0	105.4	104.9	4	0.13	1	0.0	13	0.43
					しし群 (n=18)	-1.17	133.5	91.1	71.1	125.9	119.7	121.7	95.8	112.1	107.1	0.18		0.46	0.28
平均值					散在 (n=8)	3.25	118.9	97.1	61.3	112.0	111.1	113.7	99.6	105.9	104.0	0.14		0.38	0.27
					全体 (n=26)	0.17	127.3	94.1	68.1	120.3	117.1	120.0	96.5	114.3	110.2	0.17		0.43	0.28

示す。画像上では測定した短痕の上端側を○で、下端側を×で示した。流星出現後 0.5 秒後までは流星本体の発光と短痕が写っている。×印よりも低高度側の光芒は流星本体によるものである。下端側の位置測定では出現 0.2 秒までは流星の尾(wake)と呼ばれる部分との区別は難しいので、便宜的に流星本体の光芒の最後端を測定した。

短痕の出現から消失までの全てのフレームを測定したところ、短痕は以下のような時間経過をたどることがわかった。

- (1)短痕出現・成長
- (2)短痕長の最大
- (3)短痕の減衰と消失

すなわち、流星本体の高度低下に伴い短痕発光領域の下端側は急激に伸長していく。しかし、流星本体発光の消失後は短痕発光領域の下端側が上端側に向かって徐々に短縮していく。

短痕の発生から消失までの時間経過 (1) ~ (3) の間、緩慢かつ一定な高度低下を示す上端高度に比べ、高度変化が顕著なのは下端高度である。(1) から (2) にかけて流星本体発光中は短痕の下端

高度は流星本体の発光領域 (つまり流星物質の放出・散逸域) に大きく依存する。その後 (2) から (3) の間、短痕の最大伸長時から減衰・消失にかけて短痕の下端高度は上端側に向かって上昇・収れんするような動きを示す。

図 3 (a) ~ (e) に、流星本体の発光高度と短痕の上端高度と下端高度の時間変化の詳細を示す。母流星の発光から消失、そして短痕の出現から消失までの全経過が撮影画面内に収まった 5 例である。図 3 (a) ~ (d) にはしし座流星群による 4 例の時間変化を、図 3 (e) にはしし座流星群以外による 1 例の時間変化を示す。図 3 (a) は 2001 年 11 月 18 日 18 時 22 分 27 秒 UT に出現したしし座流星群の流星に伴う短痕 (分割した静止画を図 2 に示した) の発光高度の上端と下端の時間変化である。

短痕長最大時の上端高度と下端高度について述べる。II ビデオカメラ動画像の観測写真野内に短痕長最大時の上端高度と下端高度が同時に撮影されているのは 6 例 (しし座流星群: 4 例、しし座流星群以外: 2 例)。上記 6 例と下端高度側のみ撮影

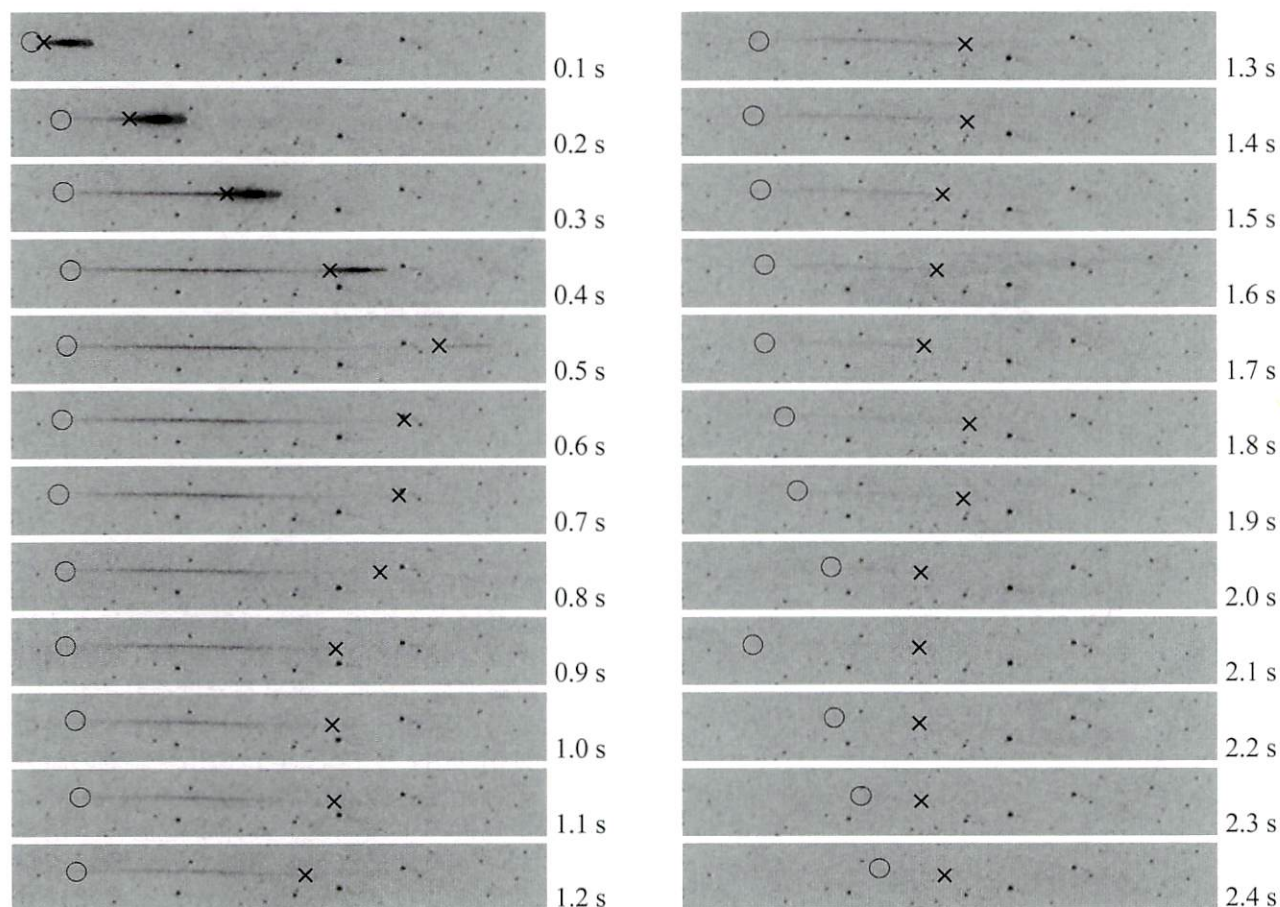


図 2 2001 年 11 月 18 日 18 時 22 分 27 秒 UT に出現したしし座流星群に属する流星と短痕。出現 0.1 秒後から 2.4 秒後まで 0.1 秒ごとの画像。流星は画像の左側から右側に流れた。○は短痕の上端側、×は短痕の下端側の測定点を示す。短痕の下端側に 0.1 秒から 0.5 秒にかけて見られる光芒は流星本体。

されている4例(しし座流星群:4例、しし座流星群以外:0例)を加えた10例(図4)を用いて短痕長最大時の上端高度と下端高度を求めた。上端高度平均は111.6 km、下端高度平均は96.4 kmである。一方、永続流星痕の発光高度は山本ら(2005)⁽¹⁴⁾の統計によれば、平均的に100.2 km ~ 86.3 kmの範囲に発光しており、今回調査している短痕に比べ有意に低高度域に位置する。

短痕の消失直前の収束領域の高度について述べる。短痕消失直前時の高度は、その時点の上端高度と下端高度の計測値の平均である。これは短痕

26例全体で平均すると107 km。しし座流星群の短痕では18例の平均で109 km、しし座流星群以外の短痕では8例の平均で106 kmであることがわかった。加えて、しし座流星群の母流星絶対等級平均は18例平均で-1.2等、しし座流星群以外の母流星絶対等級は8例平均で3.3等であった。母流星の絶対等級と消失直前時の短痕高度(図5)に示すように、それぞれ、高度109 km付近と高度106 km付近にまとまりが見られた。

なお、高度の計測誤差は流星本体で $\pm 0.2 \sim 0.3$ km(戸田ら, 2005)⁽¹⁾であり、流星痕の測定誤差も

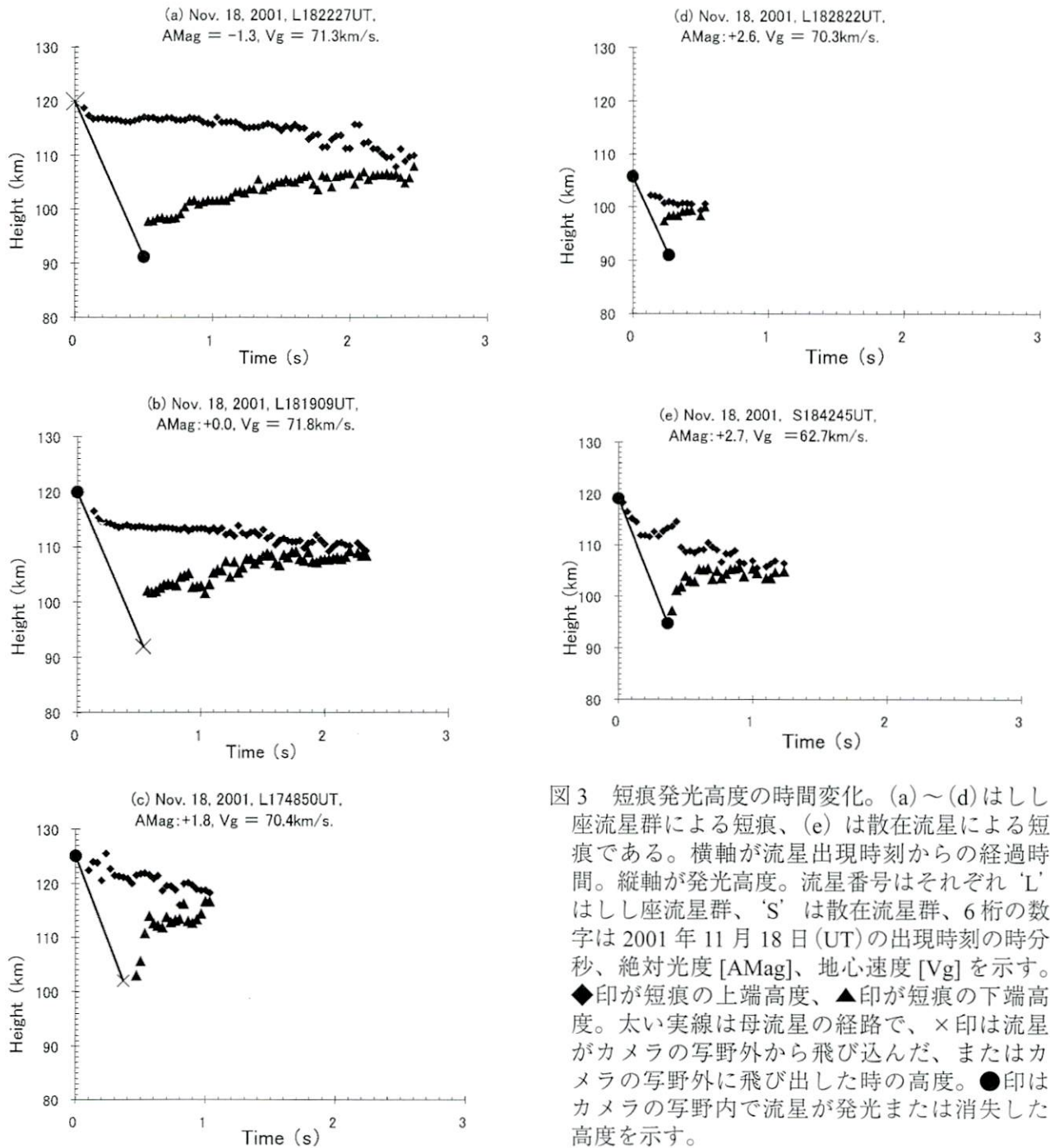


図3 短痕発光高度の時間変化。(a)~(d)はしし座流星群による短痕、(e)は散在流星による短痕である。横軸が流星出現時刻からの経過時間。縦軸が発光高度。流星番号はそれぞれ'L'はしし座流星群、'S'は散在流星群、6桁の数字は2001年11月18日(UT)の出現時刻の時分秒、絶対光度[AMag]、地心速度[Vg]を示す。◆印が短痕の上端高度、▲印が短痕の下端高度。太い実線は母流星の経路で、×印は流星がカメラの写野外から飛び込んだ、またはカメラの写野外に飛び出した時の高度。●印はカメラの写野内で流星が発光または消失した高度を示す。

これに準ずる。

5. 短痕の継続時間と母流星の絶対等級

歴史的に永続流星痕や短痕は眼視観測者により目撃され、短痕と永続流星痕をひとまとめにして有痕率（観測された流星数に対する痕を残した流星の比率）として記録され、流星群による有痕率の違いと組成の問題が推論されてきた。明るい流星ほど有痕率が高いことは眼視観測の結果よく知られている。母流星絶対等級と短痕の継続時間に高い相関があることが予想されたので、今回のデータにおいて関連を調べた。

母流星の光度の議論には、観測地と流星との距離に依存しない絶対等級（観測者の上空 100 km に流星が出現した理想的条件に換算した等級）を用いる。等級は、恒星画像について閾値以上の輝度を持つ領域の大きさとカタログ等級との相関から本観測画像上での光度を算出し、母流星の光度については更に角速度補正を行った。これに加え、流星までの距離が 100 km になるよう補正し母流星の絶対等級を得た（重野・戸田, 2008）⁽¹⁵⁾。

短痕の出現時刻から消失直前までを短痕の継続時間とした。さらに短痕の消失直前の中央高度

短痕最大伸長時の上端高度と下端高度と母流星絶対等級
Upper and Lower Height of Short-duration Meteor Train at the Maximum
with respect to Absolute Magnitude of Parents Meteor

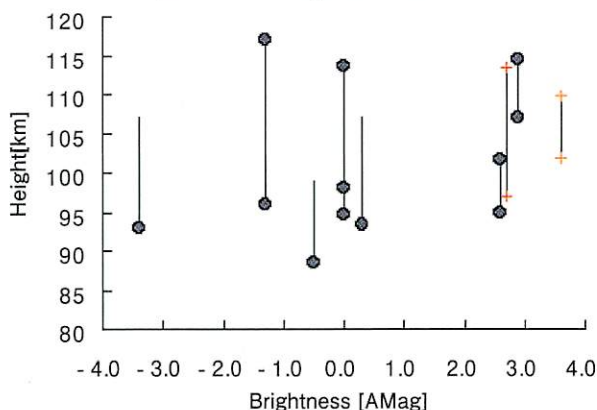


図4 短痕最大伸長時の上端高度と下端高度と母流星絶対等級。縦軸は高度 [km]、横軸は短痕を生成した母流星の絶対等級 [AMag]。黒丸はしし座流星群、+印はしし座流星群以外。短痕最大時において上端および下端高度の双方ともIIビデオカメラ視野内にあるものと、下端高度がIIビデオカメラ視野内にあるものを用いた。2つの黒丸およびプラス印を細い線で結んだものは同一短痕の上端高度と下端高度である。細線が途中で切れているのはカメラ視野外を示す。

を調べた。中央高度はその時点における上端高度と下端高度の平均である。継続時間の議論では短痕の出現と消失が視野内に収まる例のみを使用した。測定例の内訳はしし座流星群が8例、しし座流星群以外が8例の合計16例である。母流星の

流星の絶対光度と消失直前時の短痕高度
Height Distribution of Short-duration Meteor Trains just before Disappearance
with respect to Absolute Magnitude of Parent Meteors

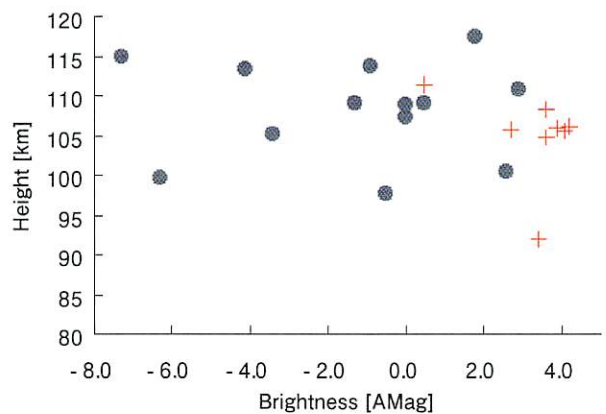


図5 消失直前の短痕平均高度と母流星絶対等級。縦軸は消失直前の短痕の上端と下端の平均高度 [km]、横軸は短痕を生成した母流星の絶対等級 [AMag]。黒丸はしし座流星群、+印はしし座流星群以外。26例のうち消失直前の短痕の上端および下端高度の双方ともIIビデオカメラ視野内にあるものを用いた。

母流星絶対等級と短痕の継続時間の相関
Absolute Magnitude of Parent Meteors with respect to
Duration Time of Short-duration Meteor Trains

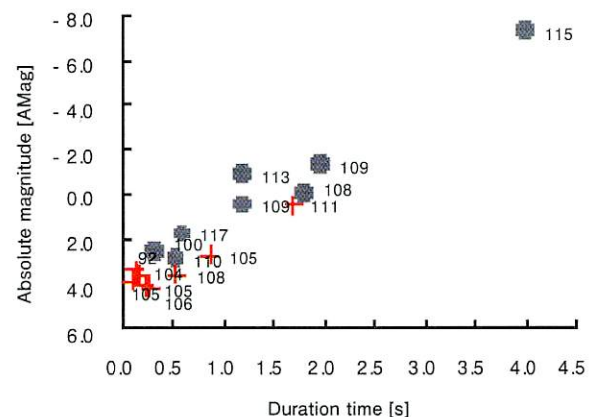


図6 母流星絶対等級と短痕の継続時間。縦軸は母流星の絶対等級 [AMag]、横軸は短痕の継続時間 [s]。黒丸はしし座流星群、+印はしし座流星群以外。26例のうち消失直前の短痕の上端および下端高度の双方ともカメラ視野内にあり高度が求められた例をプロットした。隣に付した数字は短痕の消失直前時点での上端高度と下端高度との平均高度。

絶対光度と短痕の継続時間には明らかな相関が見られた。すなわち、しし座流星群に属する流星だけでなく、他の流星も母流星絶対等級が明るければ短痕の継続時間も長くなる(図6)。

母流星の発光継続時間が短痕の発光継続時間に影響を及ぼすだろうか？流星の継続時間を求めるには、母流星の発光から消失まで撮影画面内に収まった例を使う。しし座流星群4例としし座流星群以外2例の合計6例とデータ数が少ない点是否めないが、わずかながら相関が見られた。それ以上に、母流星の発光継続時間よりも母流星絶対等級の明るさが、短痕の継続時間の長さに貢献しているように見える(図7)。この件については今後のデータの蓄積でより明確にしたい。

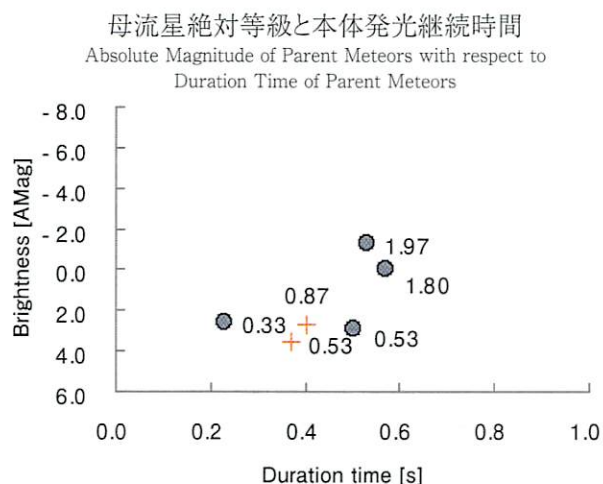


図7 母流星絶対等級と本体発光継続時間。縦軸は短痕を生成した母流星の絶対等級[AMag]、横軸は母流星本体の発光継続時間[s]。黒丸はしし座流星群、+印はしし座流星群以外。26例のうち母流星の発光と消失の双方がIIビデオカメラ視野内にあるものを用いた。プロット印の隣の数字は短痕の発生から消失までの継続時間[s]。

6. 議論

IIは光増幅に蛍光面への電子の衝突を利用する性格上、視野内を明るい光点が通過すると残光が残ることがあり、今回の短痕の測定のように継続時間の短い対象においては注意を要する。流星本体通過直後の短痕の下端側では特に残光の影響を受けやすいとも考えられる。そして毎秒71 kmの速度を持つしし座流星群ではビデオ時間分解能1/30秒をもってしても、コマ送りの静止画面に本体を静止させることは出来ない。流星本体や光芒

が1/30秒間に移動した分だけ伸びて記録される。実際には1/60秒の偶数、奇数の各フィールドによるインターレースを採用しているビデオ記録方式による影響も見られる。今回の解析では図2で示すように、流星本体の光芒の外側を短痕の下端高度として測定出来ているため、残光の影響は予想されるほど大きくなく、測定誤差の要因にはなり得ない。経路途中で爆発的に発光する例においても、該当高度での残光の影響は測定に影響を与えるほどには見られなかった。

短痕の発光は波長557.7 nmの中性酸素原子(OI)と考えられ、阿部ら(2005)⁽⁴⁾により報告されている貴重な1例の分光観測解析でも永続流星痕高度より明らかに上空で、少しの間残る発光成分は557.7 nmのみであった。OI(557.7 nm)の励起状態特性寿命は0.7秒とされている(NIST Atomic Spectra Database Line Data)⁽¹⁶⁾。今回の26例(しし座流星群18例、散在流星8例)の短痕発光継続時間はほとんど1秒以上であり、3秒以上発光が認められた例もある。MSX衛星による研究例(Carbary et al., 2003)⁽¹⁷⁾でも3秒程度の発光が報告されている。

我々の結果は分光観測でないため、発光成分が557.7 nmでない可能性や557.7 nm以外の成分が同時に含まれる可能性を否定するものではない。そして、OIの励起状態特性寿命は短痕発光の継続時間に直接対応していない。むしろ流星通過後には加熱された中性大気分子・原子やプラズマが発生するため、中性酸素原子へのエネルギー供給が少しの間続けば発光がより長く継続すると考えられる。

我々のデータから、短痕を生成した母流星絶対等級と短痕の継続時間との相関を見いだした(図7)。母流星の絶対光度が暗いと短痕の継続時間が短く、その逆だと短痕の継続時間は長くなる。それは今回観測された短痕を生成した母流星の殆どに当てはまる。

流星から短痕・永続流星痕にいたる過程について述べた先行研究がある(例えば阿部ら, 2002、Borovička, 2006)^(18,19)が、短痕について発光高度・継続時間・時間変化について踏み込んだ記述はあまり無い。我々はしし座流星群の2001年大出現における短痕の発光高度と時間変化についてまとめた。これは光学観測で世界初の試みである。特に短痕の上端側と下端側で発光の減衰または発光高度幅の収れんする特性が明らかに異なる様子は興味深い。上端が時間に対し1次関数的なのに対

し、下端は対数関数的に変化するように見える。

また短痕最大時の下端高度で高度 88 km 以下での発光例が無い事実も興味深い (図 4)。流星物質が軌跡上に等方密度拡散すると仮定すれば、面積拡散により $1/t^2$ に比例するが、高度方向に指数関数的に異なる背景大気密度の変化により OI 発光の励起状態特性寿命 0.7 秒以内に励起状態の酸素原子が周辺大気分子と衝突再結合して発光出来なくなる (クエンチング) 確率は上空になるほど少なくなる。

OI 557.7 nm はオーロラグリーンラインの発光として良く知られているが、オーロラ粒子の降り込みに対しても通常 100 km 以上でしか発光出来ない。本研究により得られた高度分布の時間変化は OI 557.7 nm の発光として説明でき、大気化学においても重要な示唆に富む。電波観測では Chapin and Kudeki (1994) ⁽²⁰⁾ が 1990 年 8 月にペルーのヒカマルカ (Jicamarca) 電波観測所にて流星ヘッドエコー観測を行い、詳細なエコー特性を報告している。彼らの論文中的エコー特性図 (Chapin and Kudeki (1994) ⁽²⁰⁾ Fig.4 参照) と我々の求めた短痕の上端側発光高度とその時間変化 (図 3) とは一見よく似た傾向を示しており興味深い。光学観測で記録された短痕は中性の酸素原子 (OI) と考えられ、レーダーエコーとして検出出来るのは流星物質が高温で解離・電離した結果のプラズマであり、両者は明確に異なる。しかしながら高度 110 km 付近では電離大気と中性大気はお互いの衝突によりほぼ同じ動きをしており、関連性の研究は興味深い。

今後の発展形として過去 16 年にわたり重野により蓄積された良質な II ビデオアーカイブスを用いて、しし座流星群だけでなくペルセウス座流星群、ふたご座流星群などの安定した出現が観測された流星群で、短痕発光高度および時間変化の特性を統計的に明らかにしたい。また国内流星観測者による過去データを探索 (データマイニング) すれば、滋賀県信楽の京都大学 MU レーダーと II ビデオの同時観測など電波観測との比較を議論できる例を見いだせる可能性もある。

7. 結論

まとめとして、II ビデオカメラにより流星雨出現の夜に計画的に 2 点同時観測された良質な流星観測画像データから、連続する 2 時間に記録された 26 例の短痕と母流星のデータを抽出した。得られた知見を以下まとめると、

- (1) 短痕の発光高度の経時変化を精密に測定した。短痕は平均的に高度 111.6 km から 96.4 km の範囲で発光し、その高度は時間経過とともに消失直前には高度 107 km 付近に収れんするように変化することが確認された。
- (2) 母流星絶対等級と短痕継続時間には高い相関があることがわかった。母流星絶対等級の値に関わらず短痕発光は高度 107 km 前後で収束することもわかった。
- (3) 短痕上端の高度変化は直線的かつ緩慢で、下端高度の変化は時間経過につれて対数関数的かつ漸近的に上昇することがわかった。これらは OI 557.7 nm 発光の大気依存とクエンチングで説明出来そうであることが示唆された。
- (4) 本研究は OI 557.7 nm 禁制線発光過程の経時変化を知る貴重な観測であると言えるだろう。

謝辞

本稿の改訂にあたって査読者として有益なコメントをくださった長妻 努氏 (情報通信研究機構) と渡部潤一氏 (国立天文台) に感謝する。本報告をまとめるにあたり、阿部新助氏 (国立中央大学・台湾)、前田幸治氏 (宮崎大学)、鈴木 智氏 (日本流星研究会)、春日敏測氏 (西オントリオ大学・カナダ)、石原良明氏 (国立天文台)、比嘉義裕氏 (日本流星研究会) より貴重なコメントをいただいた。本研究は平成 19 年度の文部科学省科学研究費補助金 (奨励研究) 「流星出現直後に発生する短痕の研究」 (課題番号 19914025、研究代表者: 戸田) と国立天文台共同研究費 (研究代表者: 山本) の成果の一部である。

文献

- (1) M. Toda, M.-Y. Yamamoto, Y. Higa, and J.-I. Watanabe, "Catalogue of Persistent Trains I : Meteor Train Images during 1986-1997 and the Development of an Optimum Observation Technique," Publ. Natl. Astron. Obs. Japan, Vol.7, 53-66, 2004.
- (2) C. C. Trowbridge, "Physical nature of meteor trains," Astro Phys. J., Vol.26, 95-116, 1907.
- (3) K. Nagasawa, "Analysis of the spectra of Leonids meteors," Tokyo University Tokyo Astronomical Observatory Annals. Second Series, Vol. 16, No.

- 4, 157-187, 1978.
- (4) S. Abe, N. Ebizuka, H. Murayama, K. Ohtsuka, S. Sugimoto, M.-Y. Yamamoto, H. Yano, and J.-I. Watanabe, J. Borovička, "Video and Photographic Spectroscopy of 1998 and 2001 Leonid Persistent Trains from 300 to 930nm," *Earth, Moon, Planets*, Vol.95, 265-277, 2004.
- (5) M. Toda, M.-Y. Yamamoto, Y. Higa, and M. Fujita, "Meteor train observation (METRO) campaign in Japan I : Evolution of the campaign and observation results during 1998-2001," *Inst. Space Astro. Sci. Rep. SP*, Vol.15, 229-236, 2003.
- (6) Y. Higa, M.-Y. Yamamoto, M. Toda, K. Maeda, and J.-I. Watanabe, "Catalogue of Persistent Trains II : Images of Leonid Meteor Trains during the METRO Campaign 1998-2002," *Publ. Natl. Astron. Obs. Japan*, Vol.7, 67-131, 2005.
- (7) M.-Y. Yamamoto, M. Toda, Y. Higa, M. Fujita, "METRO campaign in Japan II : Three-dimensional structures of two Leonids meteor trains in early stage," *Inst. Space Astro. Sci. Rep. SP*, Vol.15, 237-244, 2003.
- (8) Y. Higa, M. Toda, M.-Y. Yamamoto, M. Fujita, S. Suzuki, K. Maeda, and Y. Ishizuka, "METRO campaign in Japan III: High-resolution images obtained in the campaign and morphology of the meteor train," *Inst. Space Astro. Sci. Rep. SP*, Vol.15, 242-252, 2003.
- (9) 比嘉義裕, "流星痕の輻射点高度別および母流星絶対光度別形態分類," *天文月報*, 2006年7月号, 400-401 ページ.
- (10) 重野好彦, "軌道要素と輻射点一覧表 (Orbital elements of all meteors)," (URL = <http://meten.net/meteor>).
- (11) Y. Shigeno, H. Shioi, T. Shigeno, "Radiants and orbits of 2001 Leonids," *Inst. Space Astro. Sci. Rep. SP*, Vol.15, 237-244, 2003.
- (12) H. Ogawa and S. Uchiyama, "The 2001 Leonids meteor storm over Japan," *WGN*, Vol. 29, 206-213, 2001.
- (13) SonotaCo, "A meteor shower catalog based on video observation in 2007-2008," *WGN*, Vol. 37, No.2, 55-62, 2009.
- (14) M.-Y. Yamamoto, M. Toda, Y. Higa, K. Maeda, and J.-I. Watanabe, "Altitudinal Distribution of 20 Persistent Meteor Trains: Estimates Derived from METRO Campaign Archives," *Earth, Moon, Planets*, Vol.95, 278-288, 2005.
- (15) Y. Shigeno and M. Toda, "Comparison of TV magnitudes and visual magnitudes of meteors," *WGN*, Vol. 36, No.4, 79-82, 2008.
- (16) National Institute of Standards and Technology, "Atomic Spectra Database Line," (URL = http://physics.nist.gov/PhysRefData/ASD/lines_form.html).
- (17) J.F. Carbary, D. Morrison, G.J. Romick, and J.-H. Yee, "Leonid meteor spectrum from 110 to 860 nm," *Icarus*, Vol. 161, 223-234, 2003.
- (18) 阿部新助, 矢野 創, 海老塚昇, 春日敏測, 杉本雅俊, 渡部潤一, "流星に生命の起源を求めて," *天文月報*, 2002年11月号, 515-528 ページ.
- (19) J. Borovička, "Meteor Trains – Terminology and Physical Interpretation," *Journal of the Royal Astronomical Society of Canada*, Vol. 100, 194-198, 2006.
- (20) E. Chapin and E. Kudeki, "Rader interferometric imaging studies of long-duration meteor echoes observed at Jicamarca," *J. Geophys. Res.*, Vol.99, No.A5, 8937-8949, 1994.

Measuring of short-duration meteor trains: altitude distribution of luminescence by double-station meteor observation with image intensified video cameras

Masayuki Toda^{*}, Masa-yuki Yamamoto^{}, and Yoshihiko Shigeno^{***}**

(Received : April 28th, 2010, Accepted : June 13th, 2010)

^{*}Team of the METRO / Nippon Meteor Society
1-16-13 Izumi, Suginami, Tokyo 168-0063, JAPAN
E-mail: metrotokyo_masa_toda@yahoo.co.jp

^{**}Faculty of Engineering, Kochi University of Technology
185 Miyanokuchi, Tosayamada, Kami, Kochi 782-8502, JAPAN
E-mail: yamamoto.masa-yuki@kochi-tech.ac.jp

^{***}Meteor Science Seminar
5-6 Kizuki-Sumiyoshi, Nakahara, Kawasaki, Kanagawa 211-0021, JAPAN

Abstract: Just after appearing of meteors, faint illuminating trails can rarely be seen along their trajectories. The luminescence, so-called meteor trains, rapidly disappear with changing their shapes in the sky. Meteor shower with the most frequent appearance rate of meteor trains is “Leonid.” In 2001, during an encounter of Leonid meteor storm in Japan, double-station observation of meteors was carried out by using image-intensified (I.I.) video cameras. Purpose of the I.I. video observation was to obtain precise trajectory parameters of Leonid meteors, however, many video clips of meteors with meteor trains of short duration within 3 s (short-duration meteor trains, hereafter) were found. By using a motion-detection software, 26 short-duration meteor trains (18 examples of Leonids as well as 8 of sporadic meteors) were successfully picked out, deriving altitude distribution of short-duration meteor trains. As a result, (1) short-duration meteor trains averagely appeared between 120 km and 96 km altitude, (2) altitude distribution of short-duration meteor trains averagely changes in time to be finally centered at around 107 km, with having linear dependence for their upper limit altitudes as well as logarithmic dependence for lower limits, (3) duration time of short-duration meteor trains was in a range between 0.1 s to 5 s, (4) high correlation between absolute magnitudes of parent meteors and duration time of short-duration meteor trains, and (5) the altitude distribution of short-duration meteor trains could be explained with OI 557.7 nm luminescence and collision (quenching) process with surrounding upper atmosphere.

超高感度デジタル一眼レフによる流星痕観測

Observation of Meteor trains by High sensitivity digital single reflex camera.

- 戸田雅之（日本流星研究会 / 流星痕観測チーム）
- 山本真行（高知工科大学）
- 前田幸治（日本流星研究会）
- 重野好彦（流星物理セミナー）
- 比嘉義裕（日本流星研究会）
- 渡部潤一（国立天文台）

はじめに:

流星痕は明るい流星や対地速度の速い流星に出現しやすいとされている。2007年に当時最も高感度特性の優れたデジタル一眼レフカメラ、ニコンD 3を導入して流星と流星痕の撮影を開始した。

2009年しぶんぎ座流星群 ($V_{\infty} = 41\text{km/sec.}$)、オリオン座流星群(66km/sec.)、2010年ふたご座流星群(35km/sec.)で統計可能な数の流星痕が観測できた。流星痕の継続時間や光度変化、出現域や最も明るい領域（最大光輝域）、色について流星痕別に集計した恐らくはじめての報告である。

観測:

ニコンD3のISO感度は25600。

月明かりや大気の透明度に合わせ感度を6400、12800に変更。

撮影方向は流星群の輻射点付近。シャッタースピードは1秒。

光度見積もりは流星観測用星図と比較。見かけの等級。

恒星と流星の限界等級は6等級から7等級。

○2009年 しぶんぎ座流星群

2009年1月3日12h12m41sから18h10m10s(UT)にかけて観測。

観測地：山梨県甲斐大泉(138.4E, 35.8N, Height: 1135m, UT+9h=JST).

Table 1-a. しぶんぎ座流星群の流星光度分布.

Magnitude	+7	+6	+5	+4	+3	+2	+1	0	-1	-2	-3	-4
Quad.Meteor (n = 48)	1	1	8	13	15	2	1	3	0	0	2	1
with Train (n = 31)	1	1	3	10	9	1	1	3	0	0	1	1

○2009 年オリオン座流星群

2009年10月21日15h27m32sから17h16m23s(UT)にかけて観測.

観測地：山梨県甲斐大泉(138.4E, 35.8N, Height: 1135m, UT+9h=JST).

Table 1-b. 流星の光度分布

Magnitude	+7	+6	+5	+4	+3	+2	+1	0	-1	-2	-3	-4
Ori. Meteor (n = 85)	0	8	11	20	19	10	5	4	5	1	0	2
with Train (n = 70)	0	3	9	17	14	10	5	4	5	1	0	2

○2010ふたご座流星群

2010年12月14日11h30m54sから19h40m27s(UT)にかけて観測.

観測地：高知県香美市ヤ・シィパーク (133.7E, 33.5N, Height: 5m, UT+9h=JST)

Table 1-c. 流星の光度分布

Magnitude	+7	+6	+5	+4	+3	+2	+1	0	-1	-2	-3	-4
Gem. Meteor (n = 85)	1	4	17	23	18	8	8	7	6	7	0	0
with Train (n = 11)	0	0	0	1	0	0	0	2	5	3	0	0

○流星の検出方法

2009年しぶんぎ座流星群とオリオン座流星群, 2010年ふたご座流星群の合計30000枚以上の画像データセットから流星と流星痕を探し出した.

- (1) 画像を 1 枚ずつPCのディスプレイに表示. 目視で流星を探す.
- (2) 流星の光度 (等級) :
流星の最も明るい部分を流星観測用星図と比較して光度を決める.
- (3) 全ての画像を 3 回見直して見落としの低減を計った.
- (4) 流星出現後の画像に流星痕が写っていないか探した.

○流星痕の検出方法

(1) 流星出現直後で最初に流星痕が記録された画像を使う.
(理由) 流星痕は短い時間で減光して消失する。

(2) 流星痕の光度 (等級) :
流星痕の最も明るい所を流星観測用星図と比較する.

(3) 流星痕の出現域と最大光輝域 :
a) 母流星の流星軌跡を発光側から消失側へTop, Center, Bottomと3等分する.
b) 流星痕の出現域と最大光輝域を分類する.
2区分にまたがる場合は, Top-Center, Center-Bottomとする. 3区分で見られた場合はwholeとする (図2) .

○流星痕の検出方法(続き)

(4) 流星痕の色：

(4-1)色判定が容易な緑色を基準.

→流星痕光度の明るい暗いに関わらず緑色を確認.

(4-2)色の許容度は広めにする.

→薄い緑色や黄緑色も広い範囲の緑色にする.

(4-3)色が確認出来ない流星痕

たとえば：限界等級付近で存在のみの確認.

：明るい流星痕で色が確認できない.

→判定不能

流星痕の光度と時間変化

図1は流星痕の光度と時間変化
(a)は2009年しぶんぎ座流星群
(b)は2009年オリオン座流星群
(c)は2010年ふたご座流星群

縦軸は光度

横軸はフレーム数

1フレーム目は母流星の光度

2フレームから6フレームまで
流星痕の光度

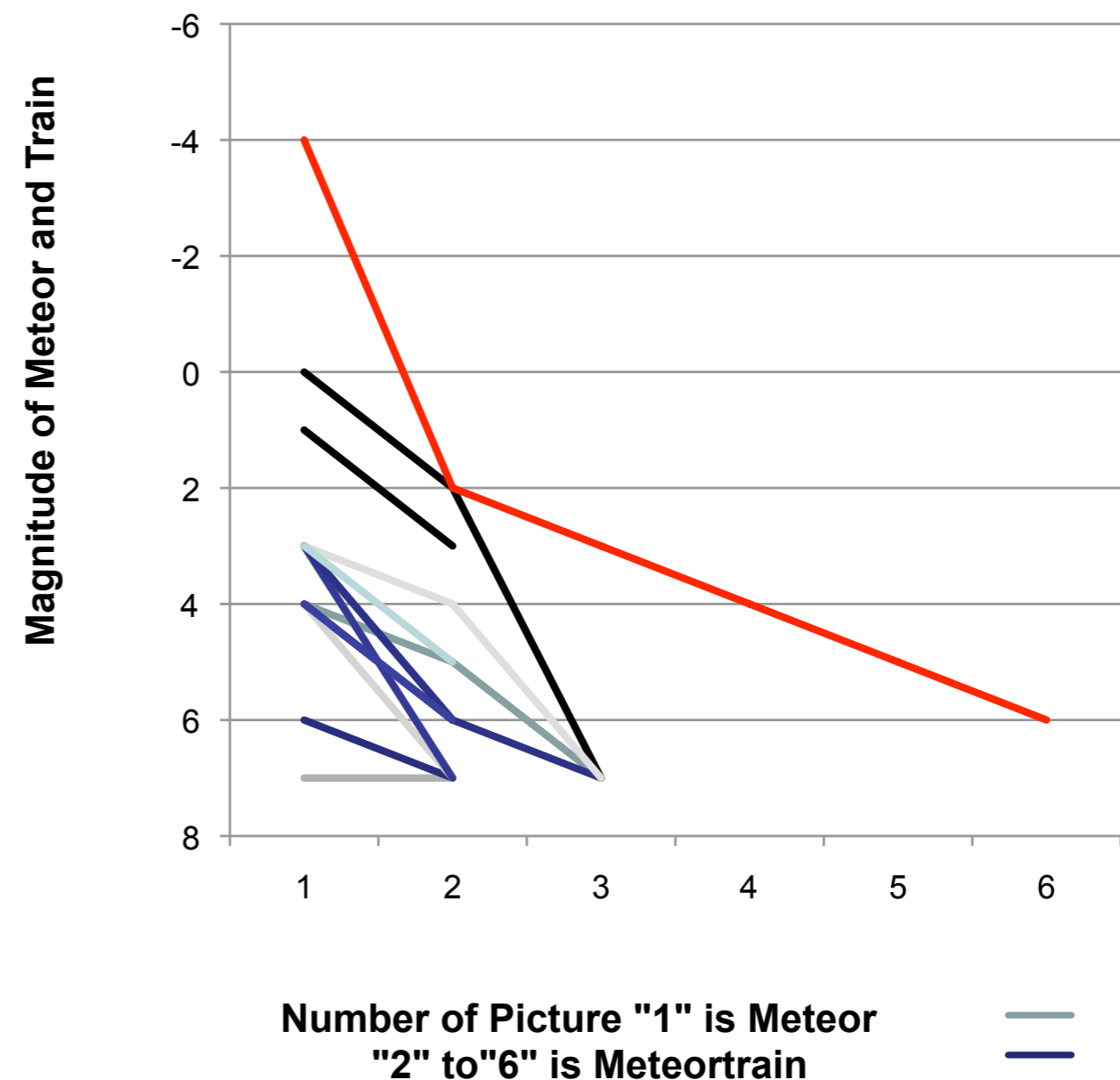


Fig. 1(a) 2009 Quadrantids.

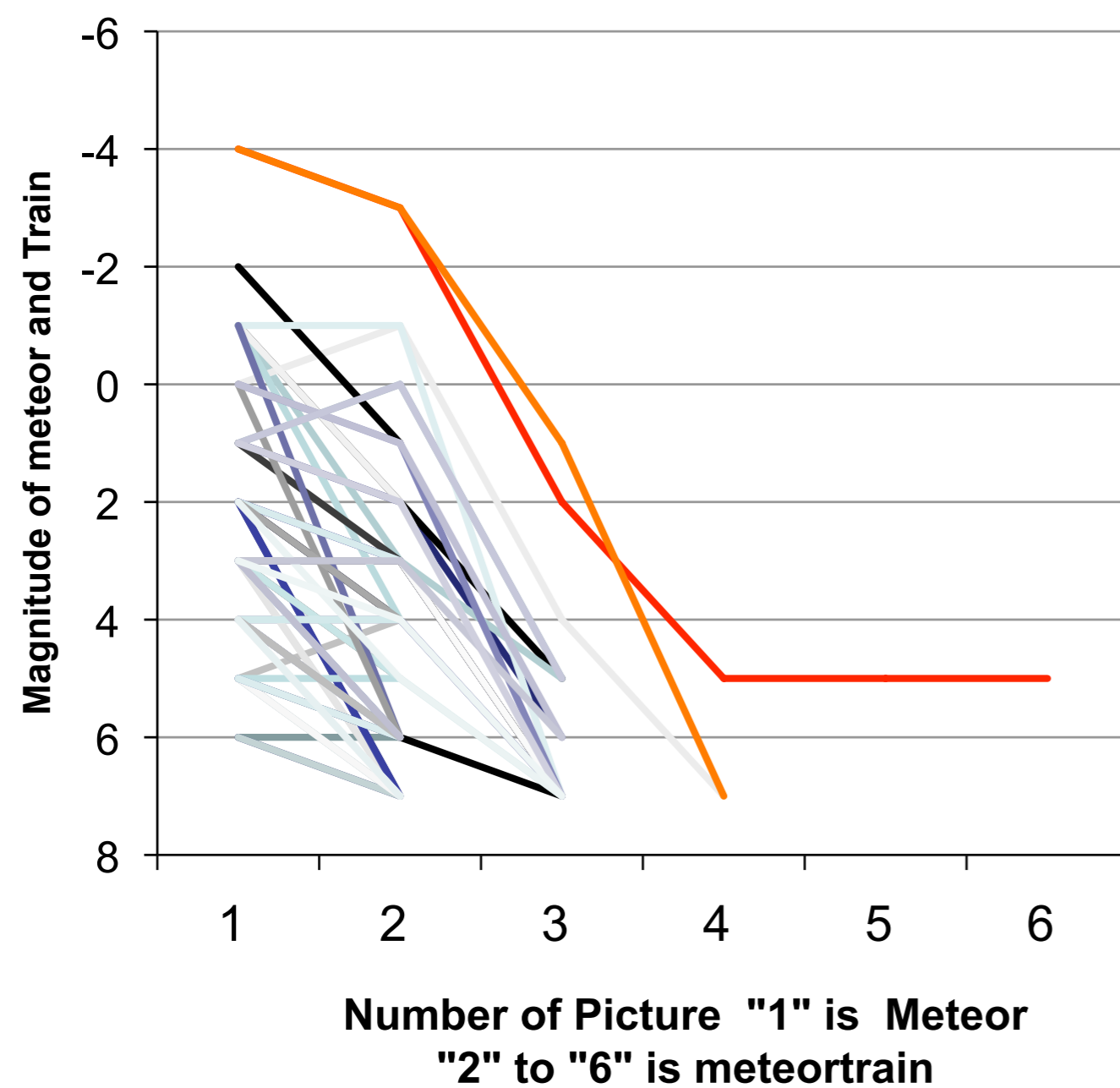


Fig. 1(b) 2009 Orionids.

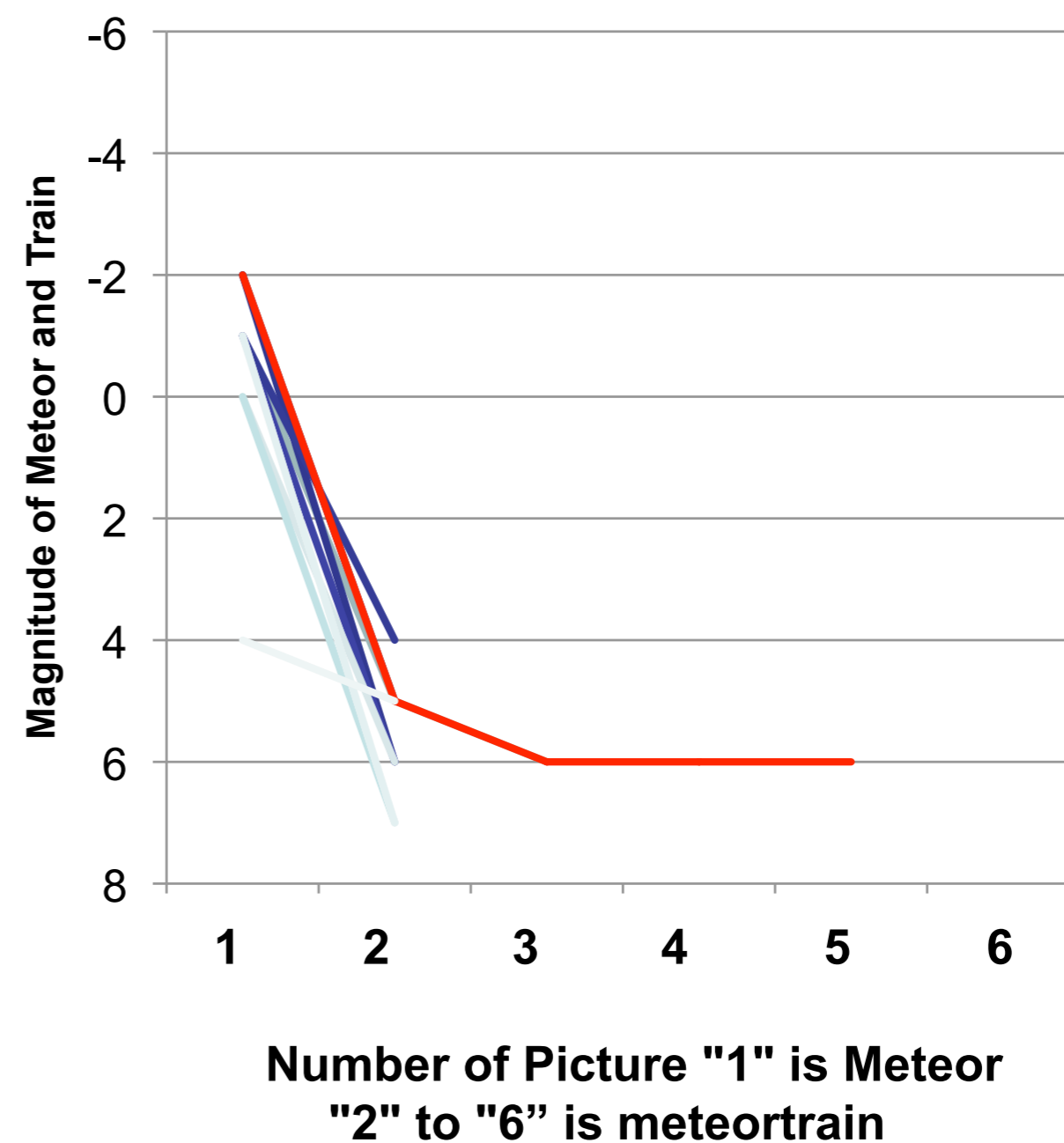
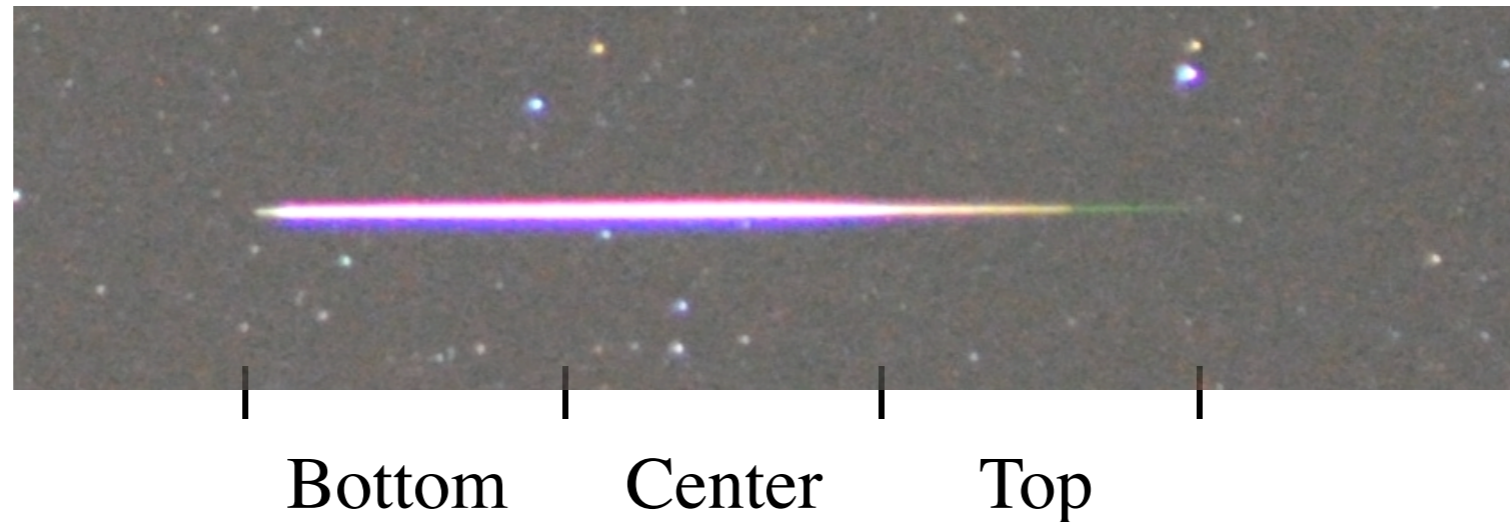


Fig. 1(c) 2010 Geminids.

流星痕の出現域と最大光輝域

parent meteors (example)

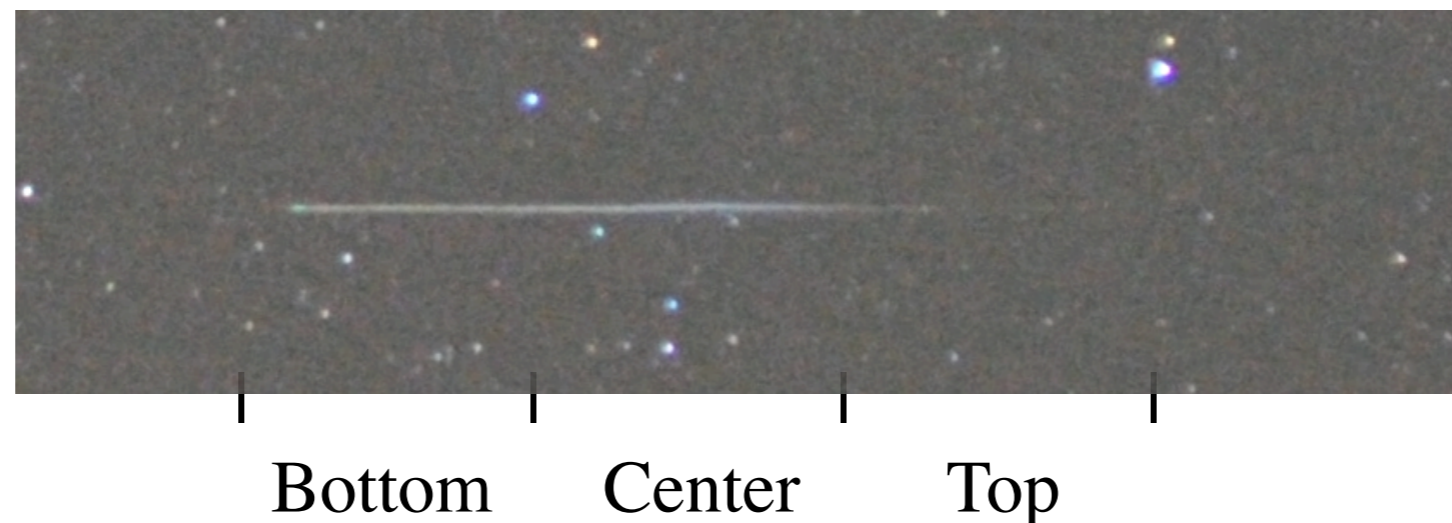
disappear



appear

meteor train (example)

disappear



appear

図2：流星軌跡を3等分して流星痕にあてはめたもの。
上の例では流星痕はTop, Center, Bottomの3区分で確認している。

流星痕の出現域と最大光輝域

図 3, 流星痕の出現域と
最大光輝域

- (a) 2009年しぶんぎ座流星群.
- (b) 2009年オリオン座流星群.
- (c) 2010年ふたご座流星群.

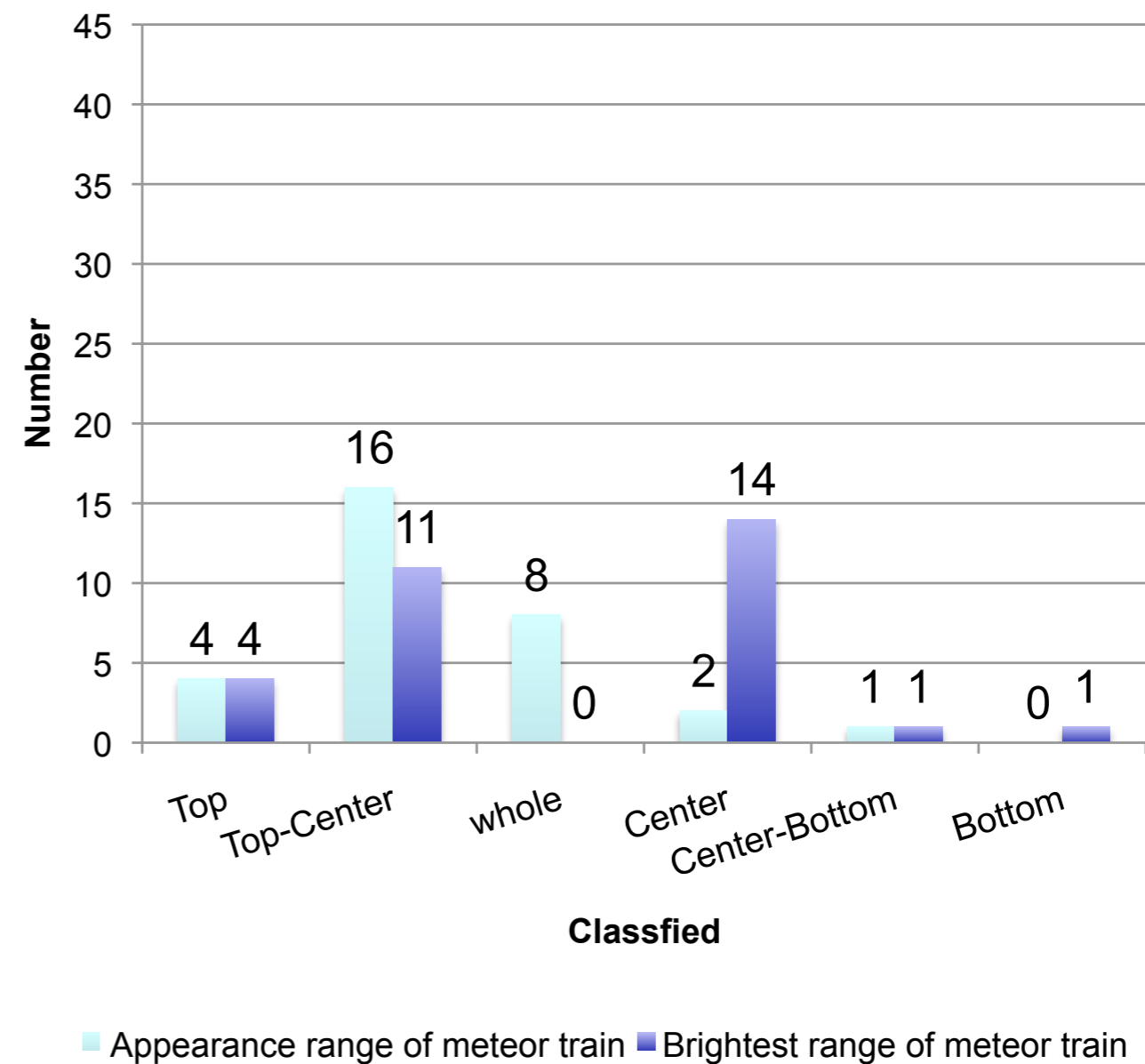


Fig. 3(a) 2009 Quadrantids.

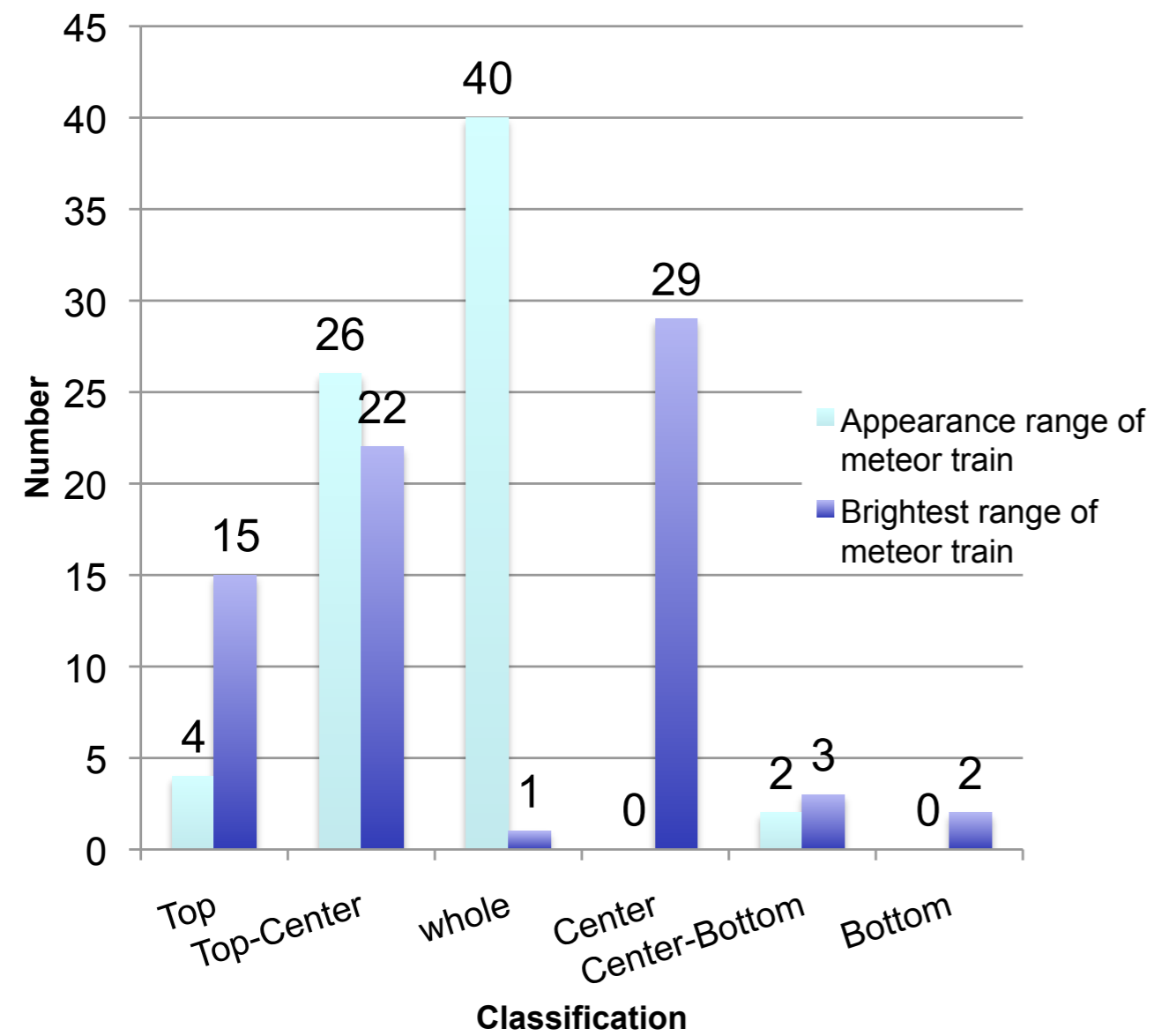


Fig. 3(b) 2009 Orionids.

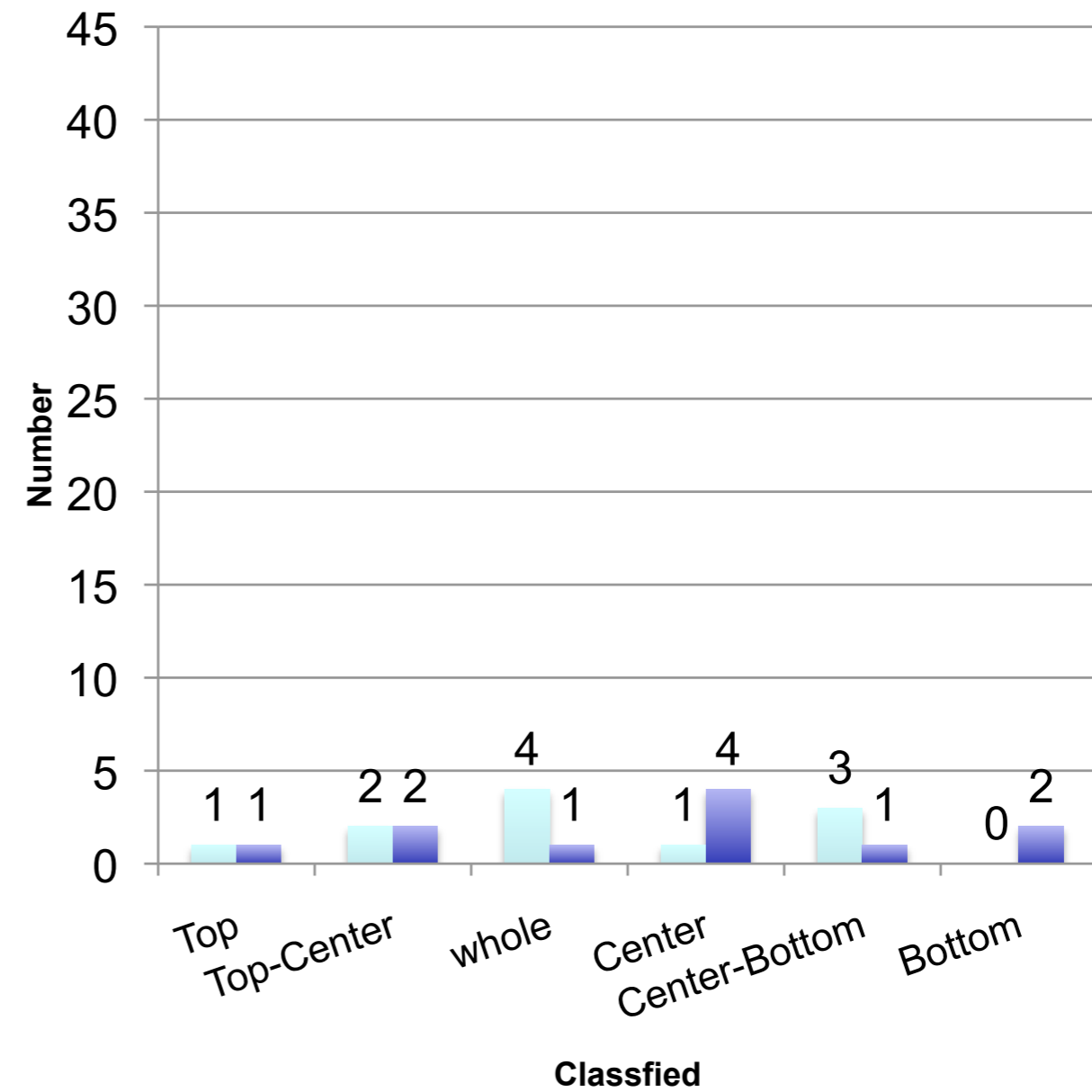


Fig. 3(c) 2010 Geminids.

流星痕の色

図 4 流星痕の色

- (a) 2009年しぶんぎ座流星群
- (b) 2009年オリオン座流星群
- (c) 2010年ふたご座流星群

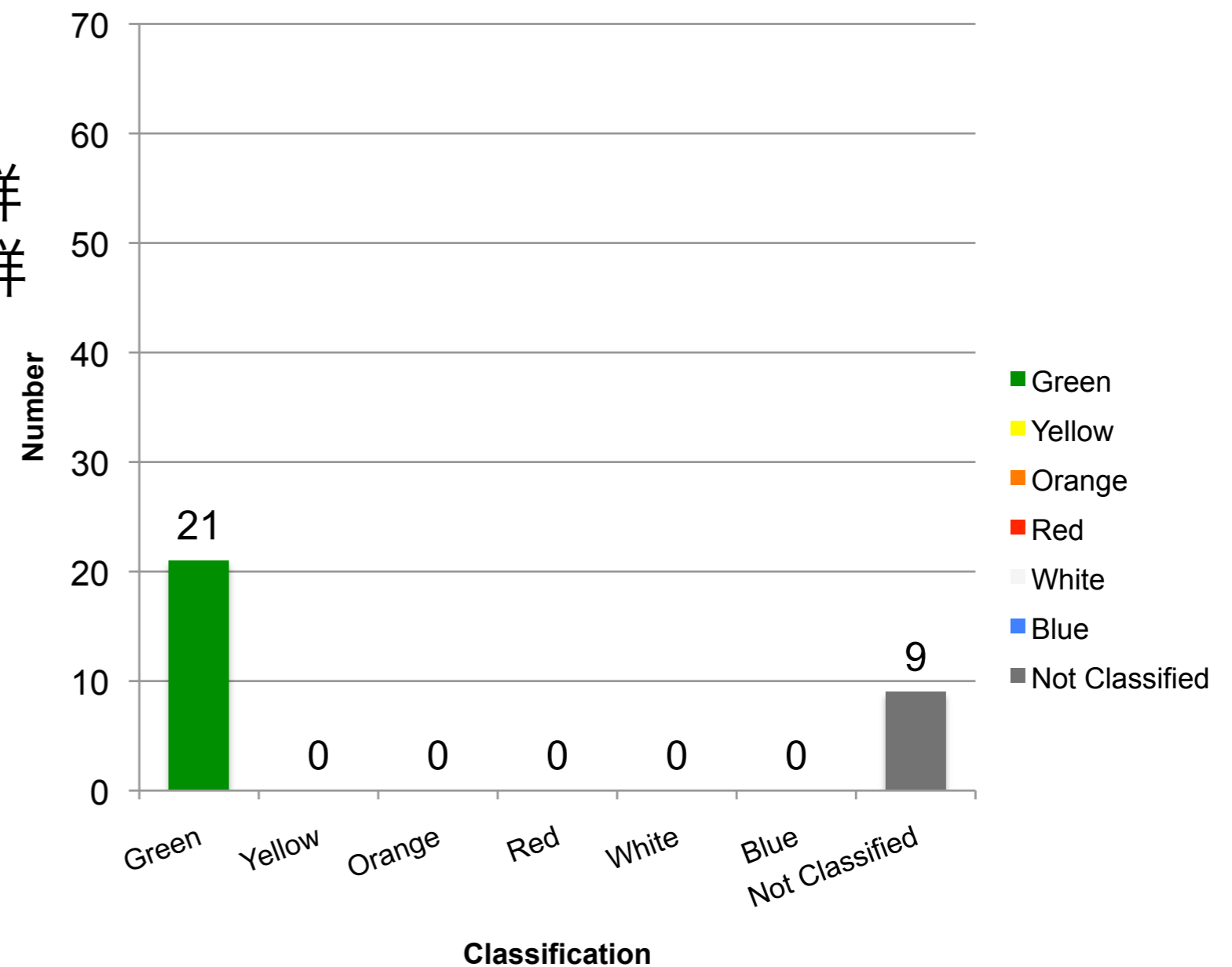


Fig. 3(a) 2009 Quadrantids.

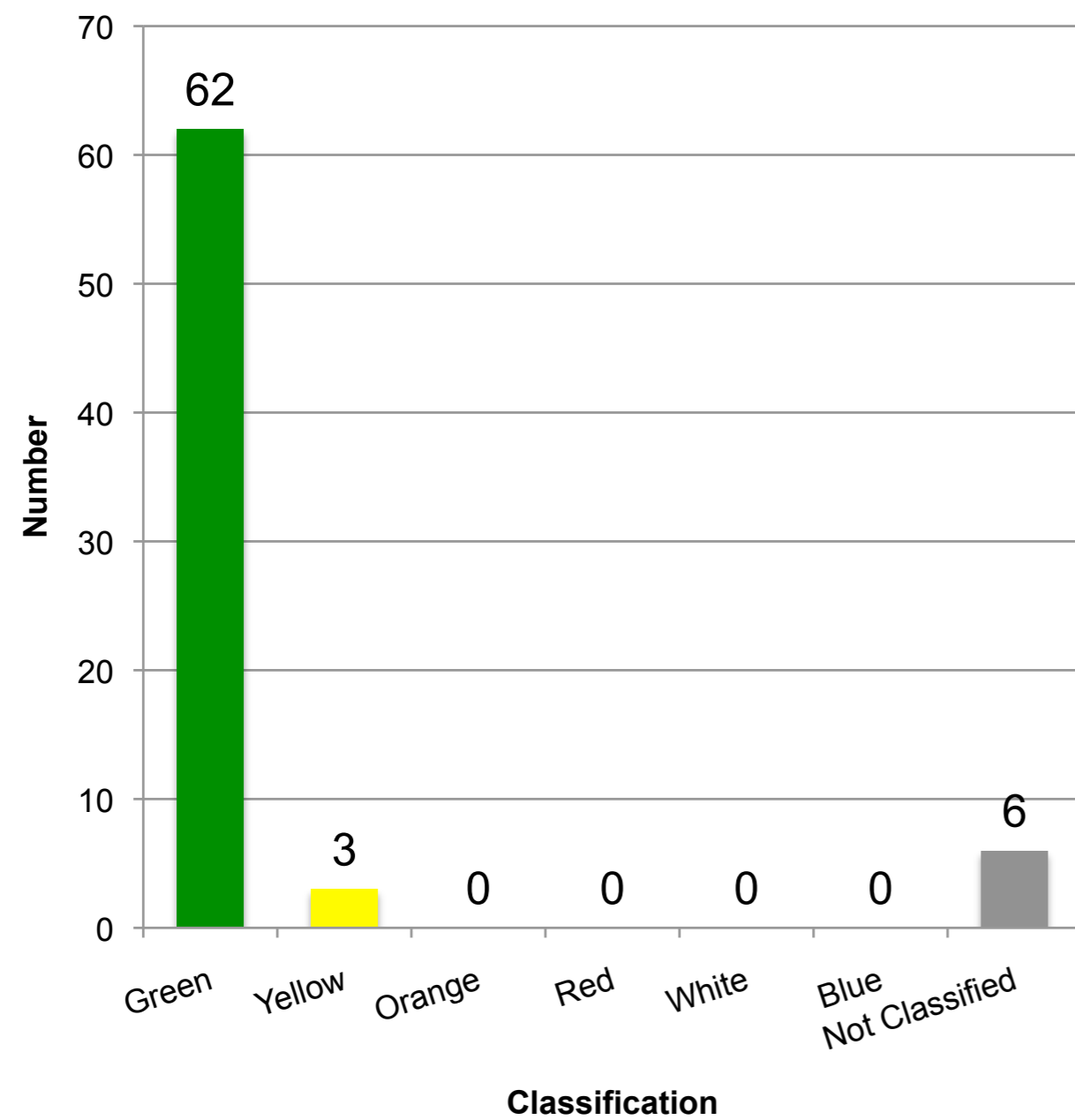


Fig. 4(b) 2009 Orionids.

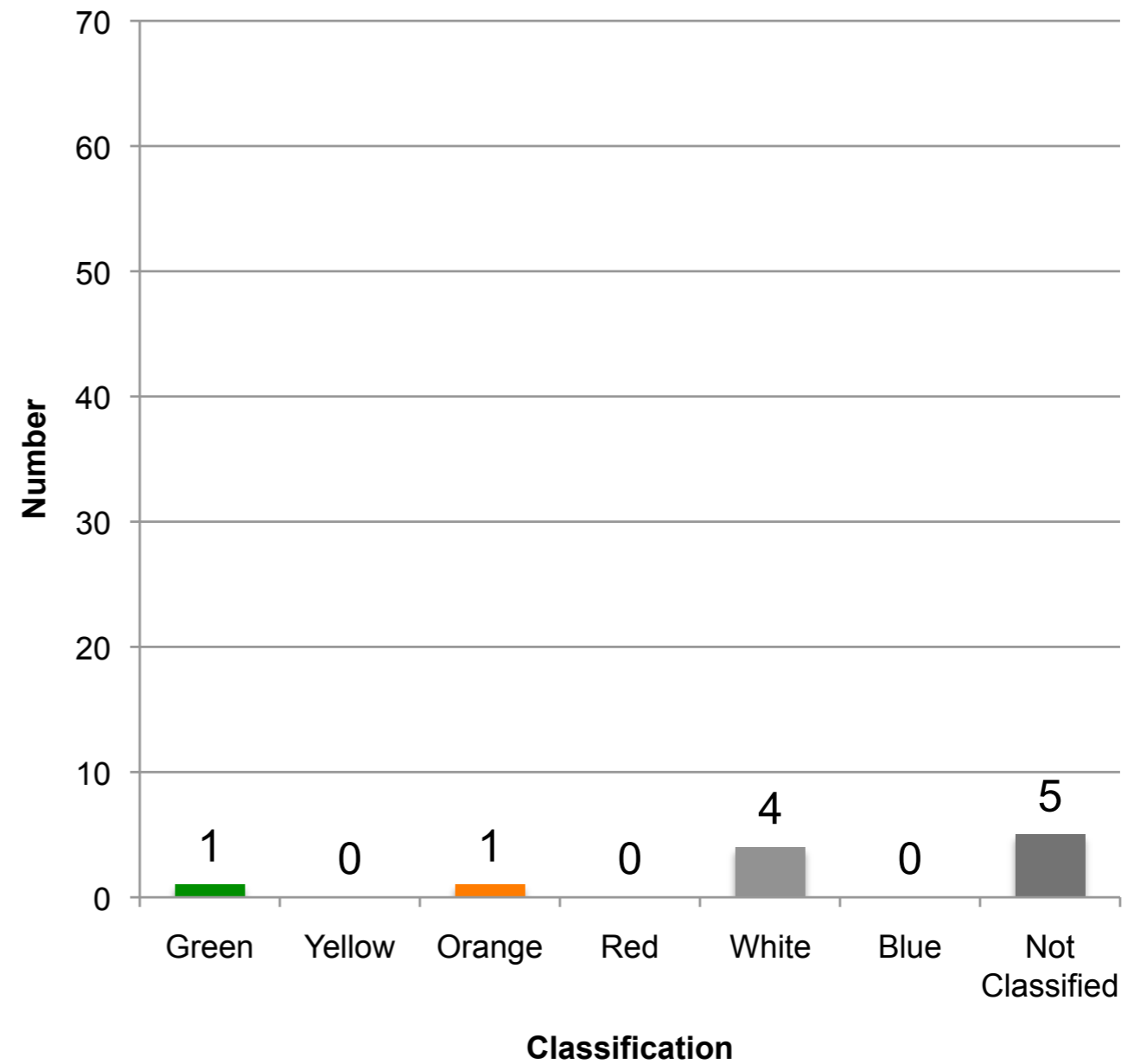


Fig. 4(c) 2010 Geminids.

議論:

◎対地速度の速い流星群ほど短痕の出現数が多く寿命も長い。

	対地速度 (km/s -1)	有痕率 (%)	短痕最長寿命 (s)	サンプル数 痕数/流星数
Orionids.	66	85	3	71 / 83
Quadrantids.	41	62	2	30 / 48
Geminids.	35	11	1	11 / 99

◎ふたご座流星群流星痕が他の流星群と性状が異なる。

しぶんぎ座流星群やオリオン座流星群の流星痕と比べ

1 : 短い時間で減光・消失。

2 : 緑色の流星痕が少ない。

(1) 流星群ごとに異なる母天体. 彗星起源か小惑星起源か.

→ふたご座流星群は小惑星(3200)Phaethonとされている.

(2) 緑色の流星痕

→酸素の禁制線557.7nmの発光と考えられる.

→今回観測された流星痕の95%以上が寿命3秒以下の短痕.

→ふたご流星痕の発光高度が酸素が発光しにくい80km以下で出現？

結論：

我々は超高感度デジタル一眼レフカメラを使い主要流星群の観測を行った.

2009年しぶんぎ座流星群、オリオン座流星群、2010年ふたご座流星群で得られた合計230個の群流星から発生した112個の流星痕から、流星痕の寿命, 出現域と最大光輝域, そして色について流星群ごとにまとめた最初の報告である.

流星群の対地速度と有痕率と寿命に相関が確かめられた.

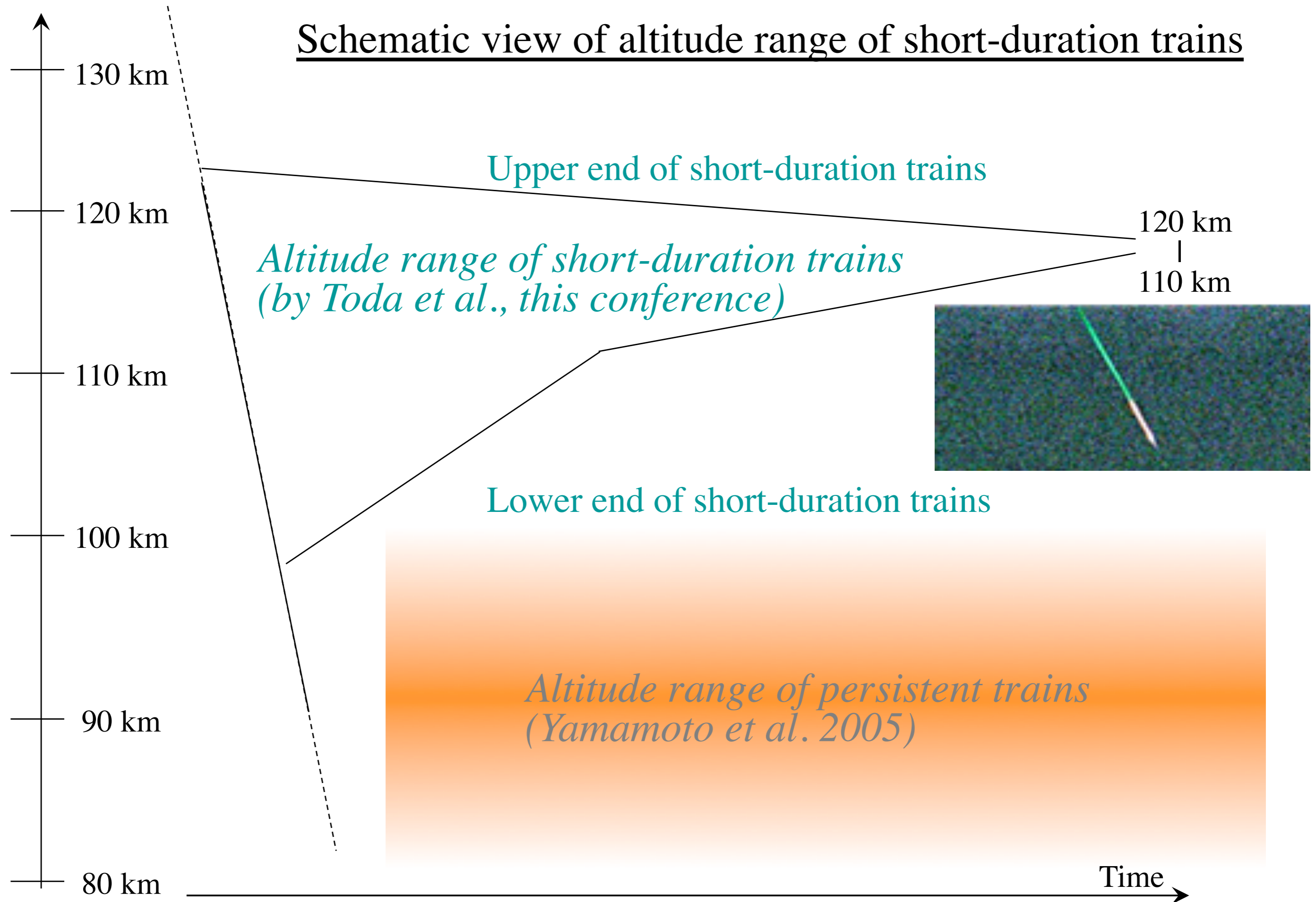
酸素557.7nm禁制線発光によるものと考えられる緑色を基準にして, 流星痕の色の判定を試みた. しぶんぎ座流星群とオリオン座流星群では酸素557.7nm禁制線発光と考えられる緑色が多かった.

流星痕の有痕率, 寿命と色でしぶんぎ座流星群及びオリオン座流星群とふたご座流星群とは異なる結果が得られた.

Reference:

- [1] M. Toda, M.-Y. Yamamoto, Y. Higa, and M. Fujita (2003) *Inst. Space Astro. Sci. Rep. SP*, 15, 229-236.
- [2] Y. Higa, M.-Y. Yamamoto, M. Toda, K. Maeda, and J.-I. Watanabe (2005) *Publ. Natl. Astron. Obs. Japan*, 7, 67-131.
- [3] 戸田雅之, 山本真行, 重野好彦(2010) 高知工科大学紀要, 7, 45-55.

Schematic view of altitude range of short-duration trains



高感度デジタルカメラによる 2012年ふたご座流星群の 流星痕観測

- 戸田雅之（日本流星研究会 流星痕同時観測チーム）
- 山本真行（高知工科大学 システム工学群）
- 前田幸治（日本流星研究会）
- 佐藤幹哉（かわさき宙と緑の科学館）
- 内山茂男、比嘉義裕（日本流星研究会）
- 渡部潤一（国立天文台）

概略:

- ・ 2007年以来高感度デジタルカメラを用いた流星と流星痕観測を続けている。
- ・ 2012年12月14日のふたご座流星群極大夜に110個の流星痕を観測した。これはふたご座流星群で今までにない大量の観測数である。
- ・ ふたご座流星群の流星痕継続時間や光度分布の紹介し、流星痕観測数の増加について考察した。

		$V_{\infty}(\text{km/s})$	%	Train / Meteor
ふたご座流星群 (2010) :		35	12%	(12 / 99)
ふたご座流星群 (2012) :		35	67%	(110 / 173)

はじめに

- ・ 今回も18,000コマを超える大量の画像データから手動で流星と流星痕を抽出した。
- ・ 5時間超の撮影から173個の群流星と110個の流星痕を観測できた。
- ・ これらを継続時間3秒 (=3コマ目)で短痕と永続流星痕に分けると97個が短痕、13個が永続流星痕。
- ・ 流星と流星痕の光度分布、流星痕の時間変化、流星痕の出現範囲と最大光輝範囲などをまとめた。

観測

観測日時：2012 年12月14日00h29m03s(JST)から
14日05h38m59sまで.

観測地：長野県木曽郡木曽町 東京大学木曽観測所

カメラ：ニコンD3.

レンズ：28mm/f1.4 (対角線画角：74度) .

設定：ISO 感度25,600.

シャッタースピード：1/1.3 秒 (0.769 秒).

インターバル：1 秒.

色温度：5560K

撮影枚数：18,578コマ

流星と流星痕の検出:

18,578画像を全てPC のディスプレイ上で目視チェックした。内訳は以下の通り。

全流星：223個.

ふたご座流星群の流星：173個.

ふたご座流星群の流星痕：110個.

(短痕：97個、永続流星痕：13個)

散在流星：50個

散在流星起源の流星痕：35個

流星と流星痕の光度は流星用観測星図と比較して決定した。よって見かけの光度である。精度は ± 1 等。

流星出現数と光度分布

2010. Dec. 14/15

JST UT Gem. Train Spo. Train

15d 14d

3	18	43*	5*	9*	4*
4	19	36	5	8	6
5	20	19*	2*	10*	6*

-5 -4 -3 -2 -1 0 1 2 3 4 5 6 7

Gem	0	0	0	7	6	7	8	8	18	23	17	4	1
Tr	0	0	0	3	5	2	0	0	0	1	0	0	0
Spo	0	1	1	0	1	1	2	2	4	6	9	0	0
Tr	0	1	1	0	1	1	0	1	2	3	6	0	0

2012. Dec. 13/14

JST UT Gem. Train Spo. Train

14d 13d

0h	15h	15*	10*	5*	2*
1	16	29	15	10	7
2	17	37	30	5	2
3	18	35	23	4	3
4	19	38	21	15	11
5	20	19*	11*	11*	10*

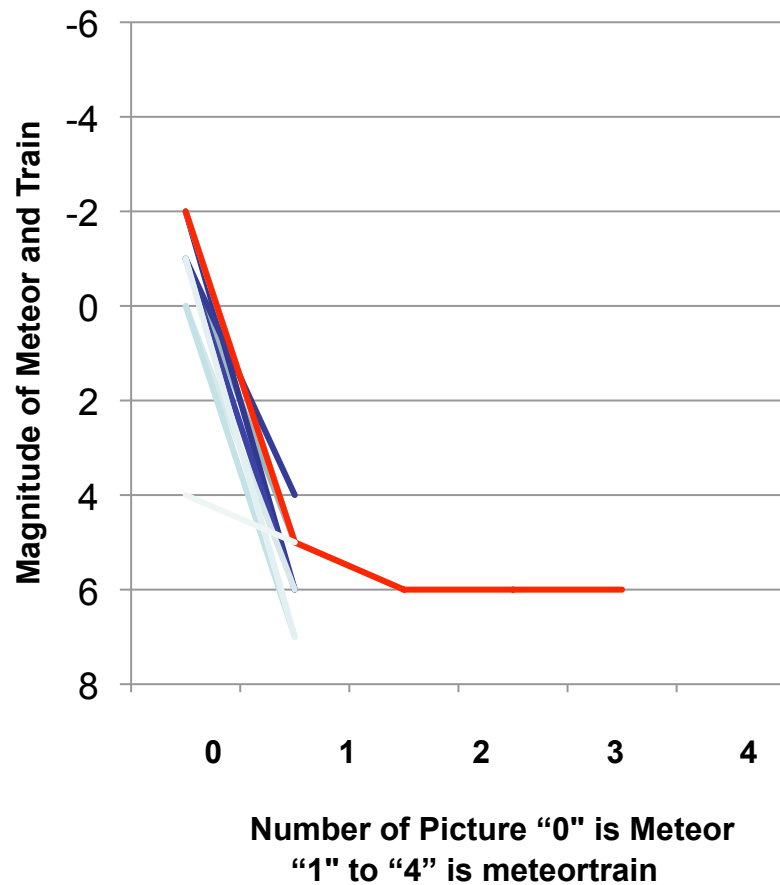
-5 -4 -3 -2 -1 0 1 2 3 4 5 6 7

0	2	10	8	12	25	21	23	22	26	16	7	0
0	2	10	8	10	22	17	16	13	10	1	1	0
0	0	0	1	2	3	7	4	11	11	9	2	0
0	0	0	1	0	3	6	3	8	7	6	1	0

*印は正味60分の出現数ではない。

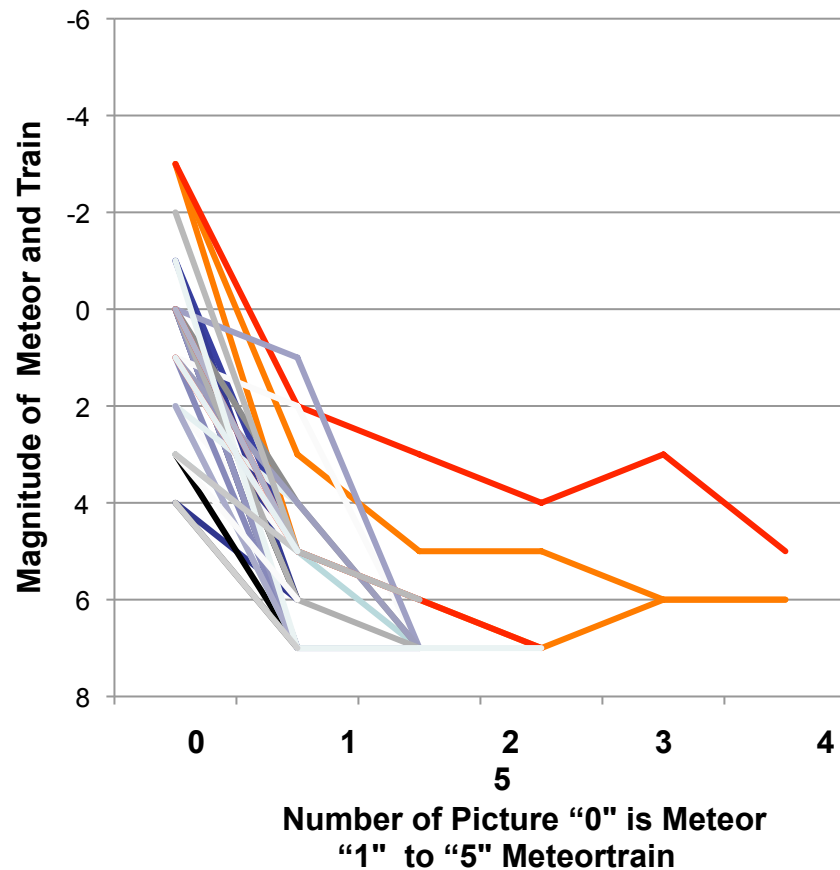
流星痕の光度と時間変化

2010. Dec. 14/15



(2010) 1秒(コマ)で消失した流星痕が多い(11/12個).
シャッタースピード1秒、インターバル1.1秒

2012. Dec. 13/14



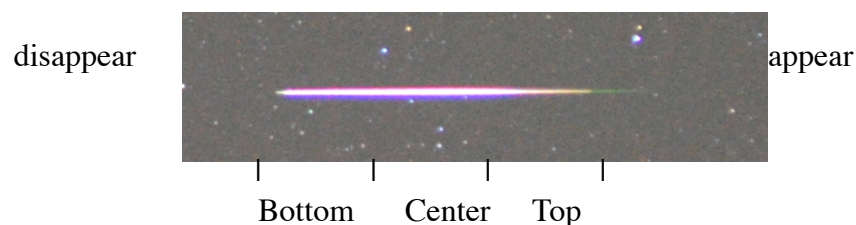
(2012) 3秒(コマ)超の継続時間の長い流星痕が多い.
シャッタースピード0.769秒、インターバル1秒

流星軌跡に対する 流星痕とその 最大光輝域

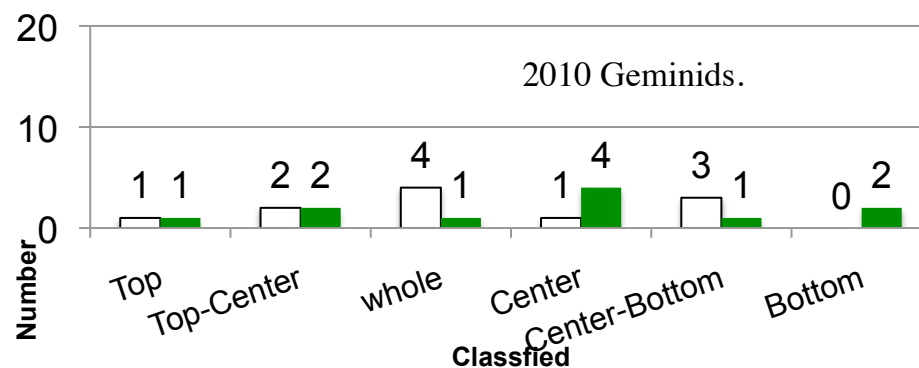
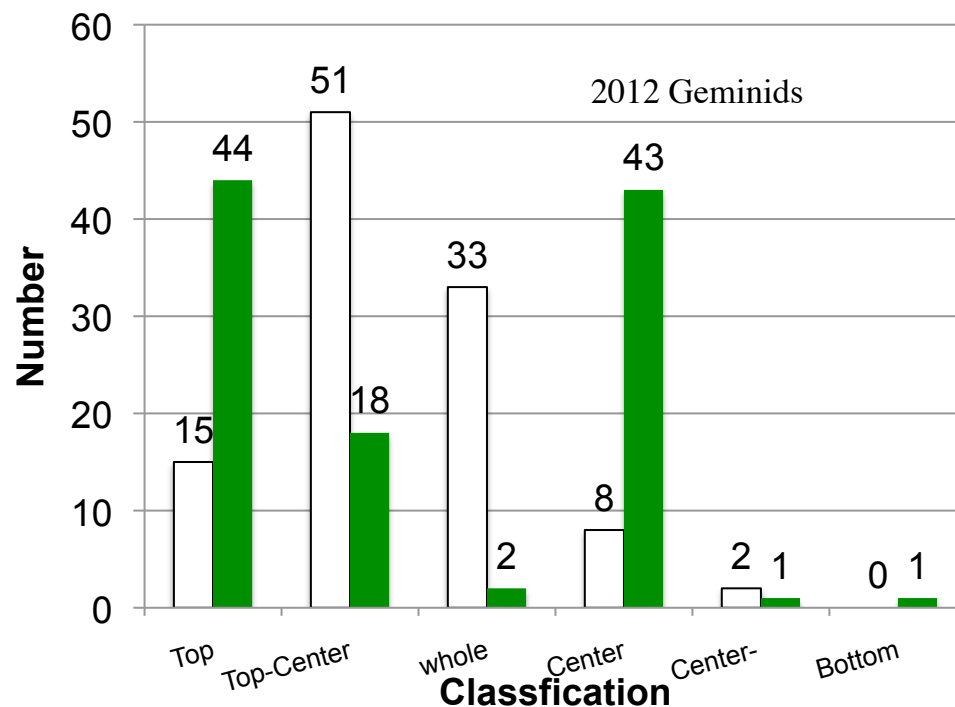
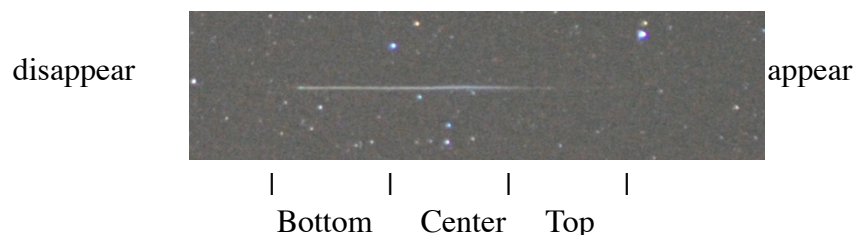
母流星軌跡を3等分して、流星痕の発光範囲と最大光輝部をそれぞれの範囲にあてはめた。

写真（上）流星軌跡を3等分した図（下）流星軌跡に対して流星痕はTopからBottom(=wholeに読み替える)にかけて発光し、最大光輝はCenterが最も明るい。

parent meteors (example)



meteor train (example)

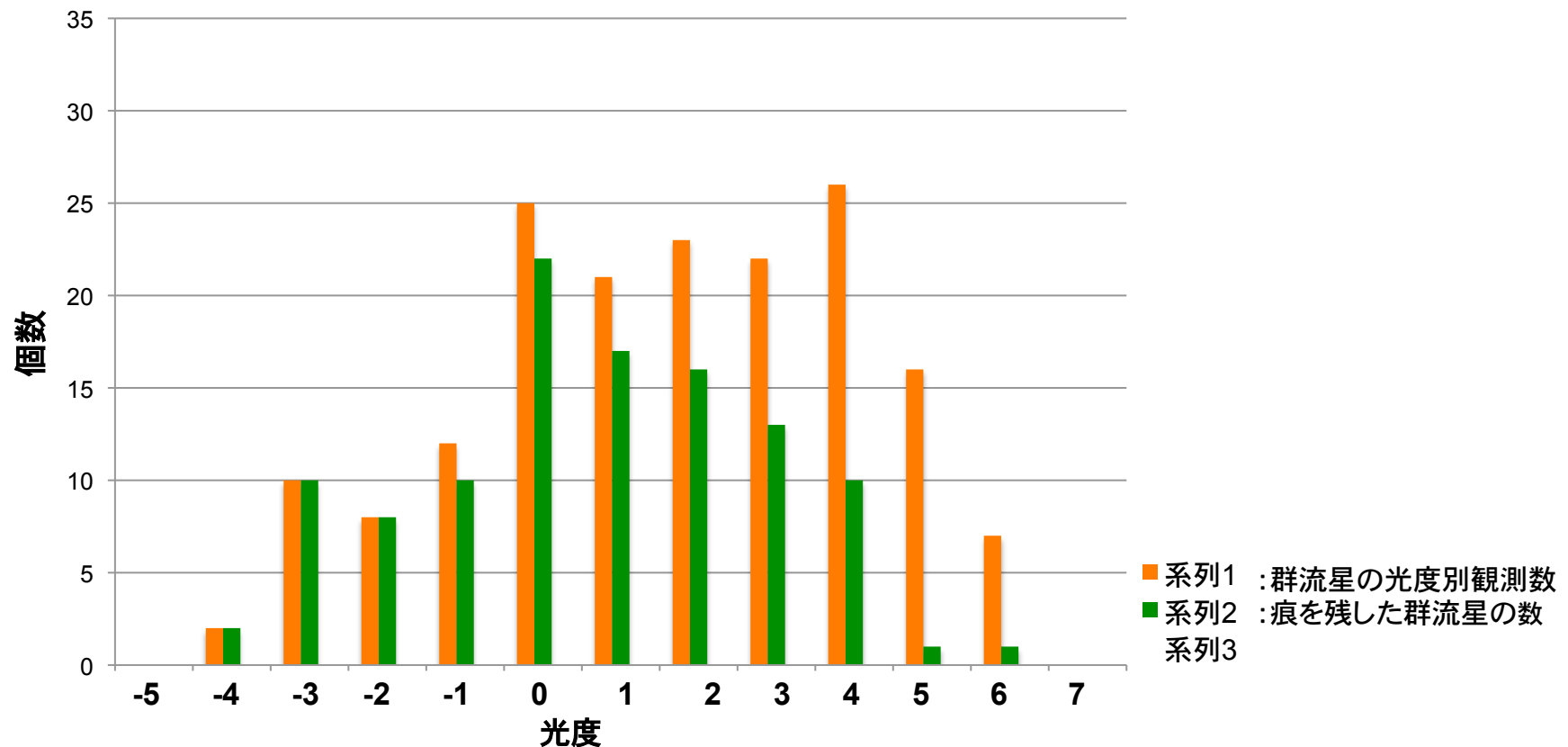


図：流星軌跡に対する流星痕の発光範囲と最大光輝域。
上は2012年、下は2010年。
白棒は流星痕全体、緑棒は最大光輝域。
2012年は流星痕の発光範囲、最大光輝域ともに
はTop-からCenterにかけてが多い。

ふたご群流星の光度分布

流星の光度：流星の最も明るい部分の光度を用いた。
明るい流星ほど痕を残しやすい。

ふたご座流星群の流星の光度別観測数(オレンジ)と痕を残した流星数(緑)(2012)

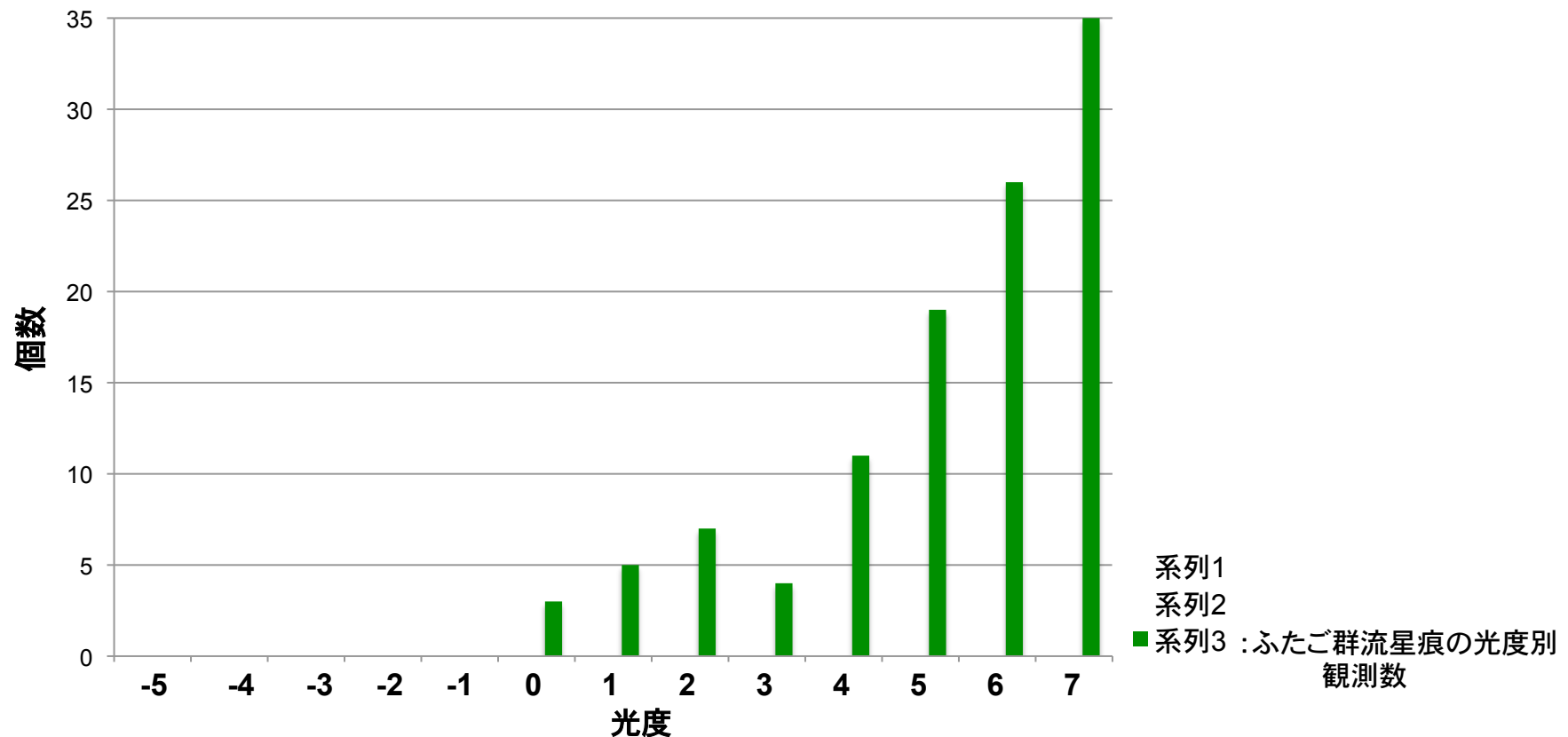


ふたご群流星痕の光度分布

流星痕の光度：

流星出現後の次のコマで写った痕の最も明るい光度を用いた

ふたご座流星群の流星痕の光度分布(2012)



流星痕の色別光度分布

痕の光度：流星出現後の次のコマで写った痕の最も明るい部分。

痕の色：上と同じ条件で顕著な色を記述。少数だが1つの流星痕で複数の色を認めたものもある。その場合は痕の実数である合計(ALL)とは一致しない。

-5 -4 -3 -2 -1 0 1 2 3 4 5 6 7

Green	3	5	7	4	10	14	12	5
Yellow				1	2	5	1	
Orange			1		2			
White			1	1	1		1	
NoClass						1	12	30
ALL	3	5	7	4	11	19	26	35

痕の色別光度分布(2012)

継続時間の長いふたご群流星痕

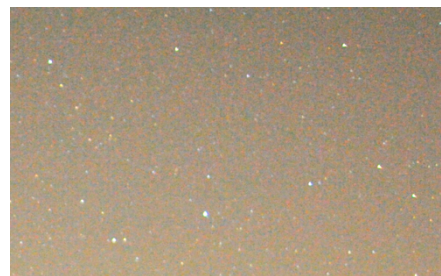
2012年に110個の流星痕を観測。うち97個が短痕、13個が永続流星痕。

年月日	母流星 出現時刻 (± 0.5 s)	母流星 光度	コマ数	痕光度 (最初の10駒)	出現星座	写真
20101215	045838	-2mag	4コマ	5,6,6,6.	Gem	1
20121214	003837	0mag	4コマ	4,6,6,6.	Per	
	011305	-4mag	9コマ	0,5,6,6,6,6,7,7,6.	Aur	
	021351	-4mag	25コマ	3,6,7,7,6,6,7,7,6,6...	Leo	
	021536	-2mag	4コマ	0,6,6,7.	Aur	
	021839	-2mag	5コマ	4,6,7,7,7.	Gem	
	023331	-5mag	5コマ	6,7,6,7,6.	Lyn	
	023448	-3mag	4コマ	6,7,7,6.	Lyn	
	025300	-3mag	11コマ	4,5,6,6,6,7,7,6,7,7...	Gem	
	030801	-4mag	55コマ	1,1,2,2,3,3,3,2,3,3...	Lyn	2
	033354	-3mag	8コマ	5,6,7,7,7,7,6,7.	Lyn	
	035642	-3mag	8コマ	5,6,7,6,6,5,5,5.	Lyn	
	040443	-3mag*	45コマ	3,5,5,6,6,6,6,6,7,7...	Aur	3
	041924	-3mag	22コマ	2,3,4,3,5,5,3,4,4,4...	Gem	4

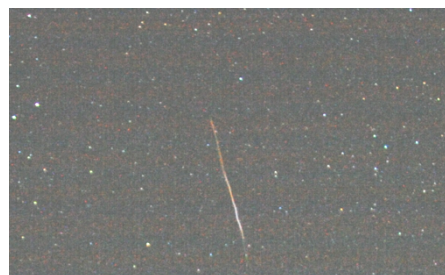
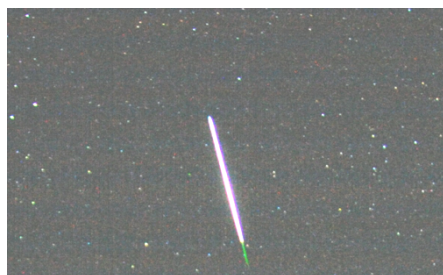
ふたご群流星痕ギャラリー

写真

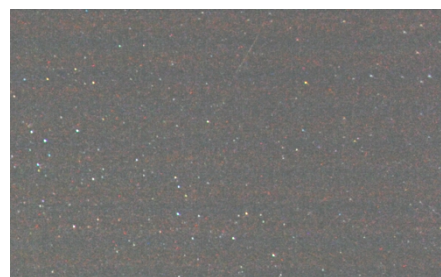
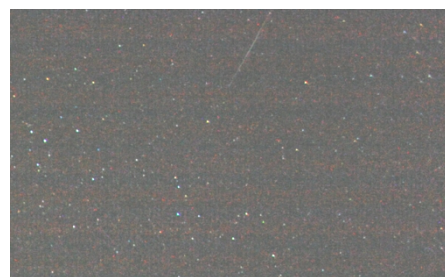
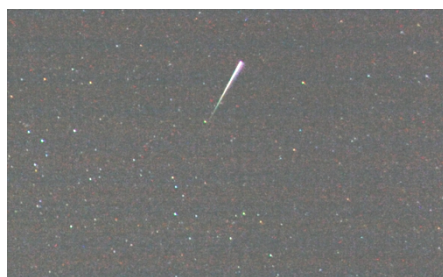
1



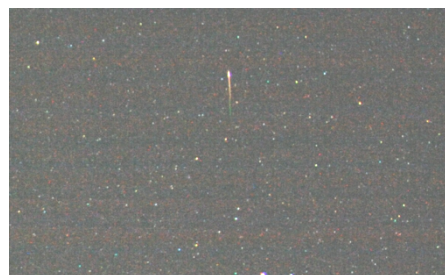
2



3



4



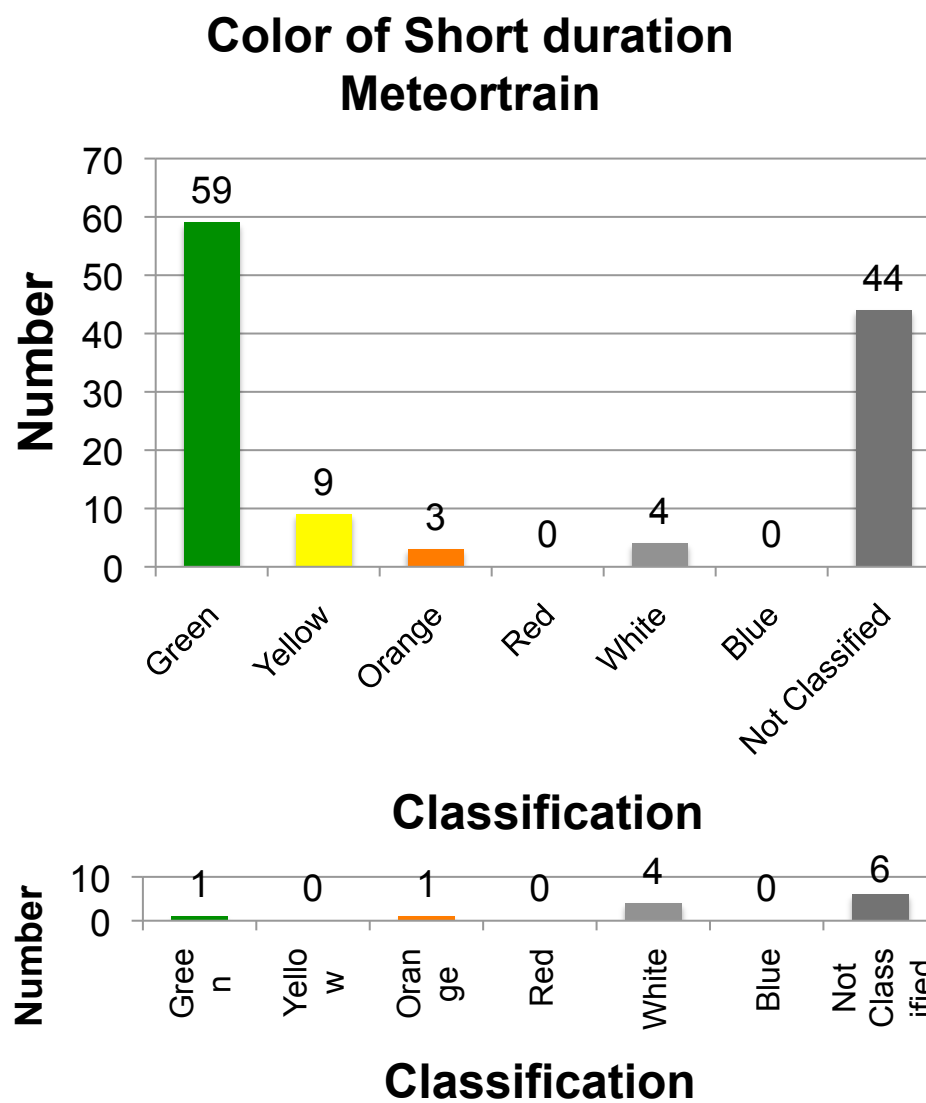
0(流星出現)

1

2

3コマ

短痕の色



短痕の色(上:2012年、下:2010年)

2010年と2012年の観測条件

2010年

2012年

カメラ

ニコン D 3

レンズ

Ai AF Nikkor 28mm F1.4D

絞り

F1.4開放

ISO感度

25600

観測地

高知県香美市夜須町

長野県木曽町

シャッタースピード

1秒

0.769秒

ホワイトバランス

晴天

5560K

空の透明度

良

特に良い

(参考)

眼視ZHR

84 → 66

125 → 135 → 112

2012年のふたご群流星痕が多かった。

前回2010年のデジカメ観測や長年の観測蓄積のある眼視観測でもこれだけ多く観測されたことが無い。

☆2010年と2012年と変わらないもの
カメラ、レンズ、絞りとISO感度設定。

☆条件が異なるもの
観測地、シャッタースピード、カラーバランス、空の透明度、観測
時間中の流星出現数(国内流星観測者の眼視観測集計より)。

- ・シャッタースピードは1秒から0.769秒に。
- ・空の透明度→良条件透明度で微光流星痕数の増加？
- ・デジカメ流星痕出現数観測→2010年以前にデータ無

まとめ

- ・ 2012年に大量に観測された流星痕データを用いて、流星と流星痕の光度分布、流星痕の時間変化、出現範囲と最大光輝範囲、色などをまとめた。
- ・ 2012年の流星痕観測数が増加したのは観測時の良透明度が一因と考える。2010年比で有痕率が4倍強(12%→67%)。
- ・ この高い有痕率が今後も続くか否か注視したい。

METRO/NMS

流星物理セミナー@東京・原宿 2013. 10. 6

おしまい

ふたご座流星群の 有痕率の変化について

○戸田雅之（日本流星研究会 流星痕同時観測チーム）

概略:

- ・ 毎年12月14日頃に出現数の極大を迎えるふたご座流星群は、眼視観測で流星痕の出現数が少ないことが知られている。しかし、超高感度デジタル一眼レフカメラでは多くの流星痕が観測されている。
- ・ 超高感度デジタル一眼レフカメラによるふたご座流星群の2010年から2013年までの観測を紹介する。
- ・ デジタルカメラ観測と眼視観測との流星痕数の違いを考察する。

観測

観測日時：2013 年12月14日03h23m52s(JST)から
14日05h39m59sまで。

観測地：山梨県北杜市大泉町西出井

カメラ：ニコンD3.

レンズ：28mm/f1.4（対角線画角：74度）.

設定：ISO 感度25,600.

シャッタースピード：1/1.3 秒 (0.77 秒).

インターバル：1 秒.

色温度：5560K

撮影枚数：6,934コマ

流星の検出:

今回も取得した6,934画像を全てPC のディスプレイ上で目視チェックし、流星と流星痕が写った画像をピックアップした。内訳は以下の通り。

全流星：117個.

ふたご座流星群の流星：96個.

ふたご座流星群の流星起源の流星痕：47個.

（短痕：38個、永続流星痕：9個）

散在流星：22個

散在流星起源の流星痕：15個

流星と流星痕の光度は流星用観測星図と比較して決定したので見かけの光度である。誤差は±1 等。

流星の出現数 (2010年)

2010. Dec. 14/15

JST UT Gem. Train Spo. Train

15d

3h	18h*	43*	5*	9*	4*
4h	19h	36	5	8	6
5h	20h*	19*	2*	10*	6*

*印は正味60分の出現数ではない。

光度分布

2010.

-5 -4 -3 -2 -1 0 1 2 3 4 5 6 7

Gem	0	0	0	7	6	7	8	8	18	23	17	4	1
Tr	0	0	0	3	5	2	0	0	0	1	0	0	0
Spo	0	1	1	0	1	1	2	2	4	6	9	0	0
Tr	0	1	1	0	1	1	0	1	2	3	6	0	0

流星の出現数 (2012年)

2012. Dec. 13/14

JST UT Gem. Train Spo. Train

14d

0h	15h*	10*	5*	2*
1h	16h	29	15	10
2h	17h	37	30	5
3h	18h	35	23	4
4h	19h	38	21	15
5h	20h*	19*	11*	11*

*印は正味60分の出現数ではない。

光度分布

2012.

-5 -4 -3 -2 -1 0 1 2 3 4 5 6 7

Gem	0	2	10	8	12	25	21	23	22	16	7	0
Tr	0	2	10	8	10	22	17	16	13	10	1	0
Spo	0	0	0	1	2	3	7	4	11	11	9	2
Tr	0	0	0	1	0	3	6	3	8	7	6	1

流星の出現数 (2013年)

2013. Dec. 13/14

JST UT Gem. Train Spo. Train

14d

3h	18h*	14*	2*	2*	0*
4h	19h	45	20	10	8
5h	20h*	36*	21*	10*	7*

*印は正味60分の出現数ではない。

光度分布

2013.

-5 -4 -3 -2 -1 0 1 2 3 4 5 6 7

Gem	0	3	2	3	8	8	3	11	12	23	17	5	0
Tr	0	3	2	1	6	6	2	2	2	4	6	1	0
Spo	0	1	0	0	0	3	2	0	0	5	8	3	0
Tr	0	1	0	0	0	3	1	0	2	3	3	0	0

有痕率

有痕率 (= 流星痕出現数 / 流星出現数)

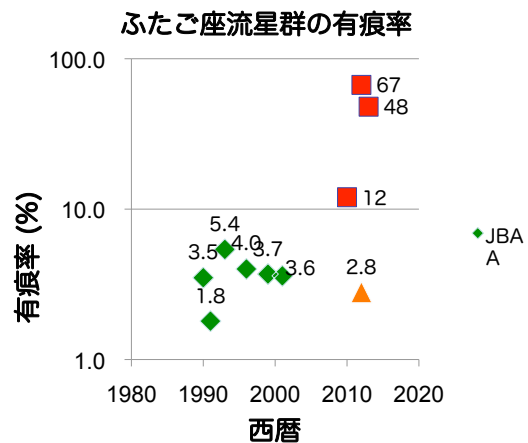
ふたご座流星群 (V_{∞} (km/s) = 35)

Year % Train / Meteor Method author

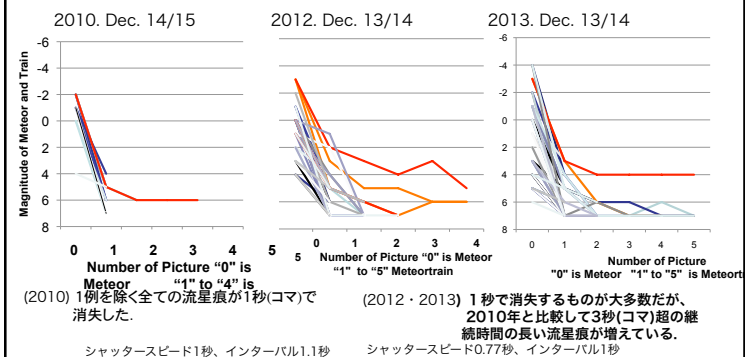
1990 :	3.5%	(80 / 2318)	NE	S. J. Evans and N. M. Bone(1993)
1991 :	1.8%	(21 / 1167)	NE	S. J. Evans and N. M. Bone(1993)
1993 :	5.4%	(149 / 2763)	NE	S. J. Evans and N. M. Bone(1996)
1996 :	4.0%	(101 / 2543)	NE	S. J. Evans and N. M. Bone(2001)
1999 :	3.7%	(56 / 1510)	NE	N. M. Bone(2005)
2001 :	3.6%	(101 / 2839)	NE	N. Bone(2007)
2012 :	2.8%	(14 / 501)	NE	Fuchu Astron. Soc. (2013)

2010 :	12%	(12 / 99)	DC	2013秋季年会
2012 :	67%	(110 / 173)	DC	2013秋季年会
2013 :	48%	(47 / 96)	DC	2014春季年会

Method : NE = Naked Eye, DC = Digital Camera.



流星痕の光度と時間変化



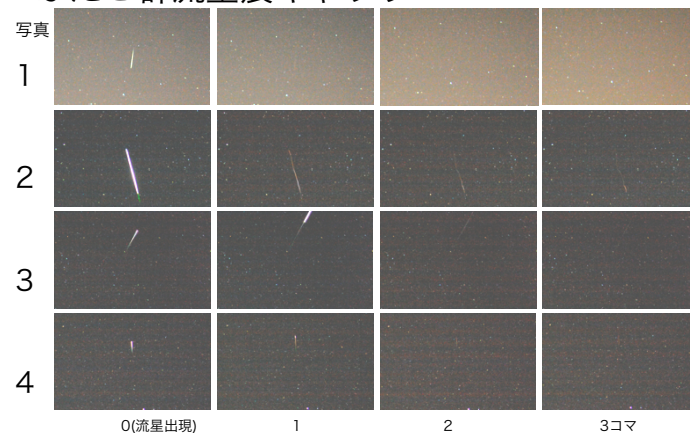
継続時間の長いふたご群流星痕

写真	年月日	母流量 出現時刻 (±0.5s)	光度 [mag.]	コマ数	観光度 (最初の10駒)
* 1	20101215	045838	-2	4	5.6,6.6
	20121214	003837	0	4	4.6,6.6
		011305	-4	9	5.6,6.6,7.7,6
		021351	-4	25	3.6,7.7,6.6,7.7,6
		021536	-2	4	0.6,6.7
		021839	-2	5	4.6,7.7,7
		023331	-5	5	5.6,7.6,7.6
		023448	-3	4	6.7,7.6
		025300	-3	11	5.6,6.7,7.7,7.7,7
* 2		030801	-4	55	1.1,2.2,3.3,3.2,3.3
		033354	-3	8	5.6,7.7,7.7,6
		035642	-3	8	5.6,7.6,6.5,5.5
* 3		040443	-3	45	3.5,5.6,6.6,6.6,7.7
* 4		041924	-3	22	2.3,4.3,5.3,4.4,4
	20131214	043549	-1	5	5.6,7.6,7
		043923	-1	13	5.6,6.7,7.7,7.7,7
		045923	-3	4	3.6,7.7
		050331	0	4	7.7,7.4
		050432	-3	30	3.4,4.4,4.4,4.4,4
		051314	-1	4	4.7,7.7
		051830	-4	16	7.7,7.7,6.6,6.7,6
		053412	-4	8	5.7,7.7,7.7,7.7

継続時間 4 秒以上の流星痕リスト

ふたご座流星群の流星痕で継続時間の長いものをリストアップした。左から年月日、流星出現時刻（JST）、母流星光度、撮影コマ数、痕の光度。

ふたご群流星痕ギャラリー



デジタルカメラによる流星痕観測数が多い

2012年ふたご座流星群の観測で173個の群流星と110個の流星痕を観測。2013年では96個の群流星に対し47個の流星痕を観測した。

流星痕の有痕率（＝出現確率）は2010年12%、2012年67%、2013年は48%。

眼視観測で高い出現確率で観測されたことはない。

デジタルカメラによる流星痕観測数が多い

眼視観測との有痕率の違いを、観測条件由来のものとして考察した。

変わらない：カメラ、レンズ、絞りとISO設定。

異なるもの：観測地、透明度、
シャッタースピード（1秒→0.77秒）、
カラーバランス、
観測時間中の流星出現数。

デジタルカメラによる流星痕観測数が多い

考察を進めてみた。

デジタルカメラの高感度特性が大きく貢献。

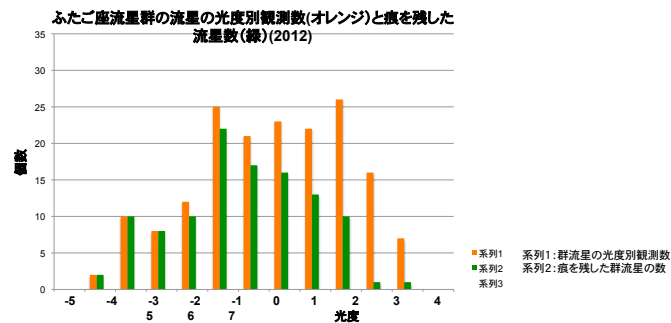
- (1) 眼視観測では捉えにくい暗い流星による流星痕や1秒以内に消失する流星痕を撮像している。
- (2) デジタルカメラでは見逃しが発生しない
- (3) 眼視観測で流星痕と判定するのに若干の時間を要する。

まとめ

- ・ふたご座流星群の有痕率は眼視観測と比べると1ケタ多い。
- ・デジカメ観測による流星痕有痕率の多さは、超高感度に助けられていると考える。デジカメ観測は眼視観測と比べて
 - (1) 見逃しが少ない
 - (2) 暗い流星による流星痕は眼視では捕獲不能？
 - (3) 流星痕と認知するまで時間がかかるので、その間に流星痕は消えてしまう。
- ・流星痕出現数の変動と流星群活動との関連はあるか？
（例えば母彗星回帰を前に流星痕出現数が変化するか）

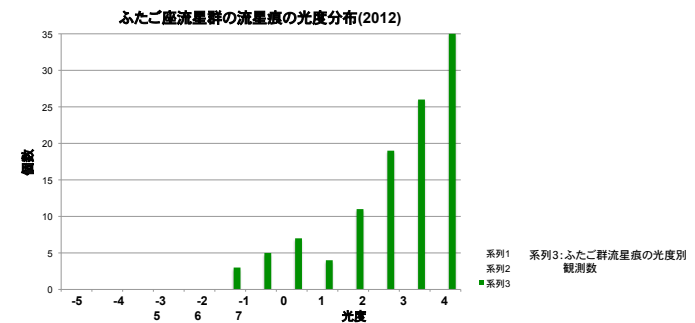
ふたご群流星の光度分布(2012)

流星の光度：流星の最も明るい部分の光度を用いた。
明るい流星ほど痕を残しやすい。



ふたご群流星痕の光度分布(2012)

流星痕の光度：流星出現後の次のコマで写った痕の最も明るい光度を用いた。
流星出現後の次のコマで写った痕の最も明るい光度を用いた



流星痕の色別光度分布

痕の光度：流星出現後の次のコマで写った痕の最も明るい部分。
痕の色：上と同じ条件で顕著な色を記述。少数だが1つの流星痕で複数の色を認めたものもある。その場合は痕の実数である合計(ALL)とは一致しない。

	-5	-4	-3	-2	-1	0	1	2	3	4	5	6	7
Green						3	5	7	4	10	14	12	5
Yellow							1	2	5	1			
Orange							1	2					
White							1	1	1	1			
NoClass										1	12	30	
ALL						3	5	7	4	11	19	26	35

痕の色別光度分布(2012)

2015. 2. 1. 第139回流星物理セミナー@渋谷区神宮前区民会館

2014年ほうおう座流星群遠征報告

戸田雅之 (チーム流星痕 / 日本流星研究会)

2015. 2. 1. 第139回流星物理セミナー@渋谷区神宮前区民会館

2014年ほうおう座流星群の観測目的

- ・低速の流星群 (約9km/sec)
- ・流星痕が目撃されている(1956年)
- ・ほうおう座流星群の流星痕の確認。
 - 低速の流星群でも流星痕は見られるか?
 - 2010年のHayabusa Re-entryに伴う流星痕が撮影されている。しかし、Massが違いすぎる。
- ・この目でほうおう座流星群を見てみたい。

2015. 2. 1. 第139回流星物理セミナー@渋谷区神宮前区民会館

○高感度デジタル一眼レフカメラで観測した
流星と流星痕

観測日: 2014 Dec.02, (全チェック3回目)

Check 1 2 3 hhmss 出現星座	光度 群／散在	Check 1 2 3 hhmss 出現星座	光度 群／散在
(00hUT)		(02hUT)	
- * 004746 ふたご	5 散在 [追加]	- * 020010 かに	4 散在
*** 004832 ぎょしゃ東側	4 Pho?	- * 020108 かに	4 散在 [追加]
*** 005324 ぎょしゃ中央	-1 散在 frameout 痕7秒	(02h09m14s-02h18m40s: 中断)	
(01hUT)			
*** 010236 こいぬ	3 Pho? 痕1秒	- * 022009 オリオン	1 散在 痕1秒 [追加]
*** 010748 オリオン	4 散在	- * 022433 オリオン	6 散在 [追加]
*** 011335 オリオン北部	5 散在	*** 022803 こいぬ	5 散在
- * 011529 ふたご	6 散在 [追加]	*** 024320 ふたご→こいぬ	1 散在 痕1秒
*** 012105 ぎょしゃ東側	4 散在	- * 024340	5 Pho? 痕2秒 [追加]
*** 012309 ふたご経路長い	1 Pho? 痕3秒	*** 024533 オリオン	-1 散在 遅い 痕1秒
- * 013759 ぎょしゃ→ふたご	5 散在 [追加]	- * 024546 ふたご	5 散在 [追加]
- * 014543 ふたご	4 散在 [追加]	- * 024830 オリオン	5 Pho? [追加]
- * 014628 こいぬ	3 Pho? [追加]		
*** 014728 ふたご	2 Pho?		
- * 015227 ふたご	6 散在 [追加]		
*** 015916 かに	3 散在 痕2秒		

2015. 2. 1. 第139回流星物理セミナー@渋谷区神宮前区民会館

○光度分布

	-1	0	1	2	3	4	5	6	平均光度
ほうおう群			1	1	2	1	2		3.29
Tr			1	1		1			
散在流星	2		2		1	5	5	2	3.47
Tr	2		2		1	1			

流星が1つ2つ
あっても残っているもの

2015. 2. 1. 第139回流星物理セミナー@渋谷区神宮前区民会館

	P?	Tr	Tr2	S	Tr	Tr2
00h46m47s-00h49m59s	1	0	0	1	0	0
00h50m00s-00h59m59s	0	0	0	1	1	1
01h00m00s-01h09m59s	1	1	0	1	0	0
01h10m00s-01h19m59s	0	0	0	2	1	0
01h20m00s-01h29m59s	1	1	1	1	1	0
01h30m00s-01h39m59s	0	0	0	1	1	0
01h40m00s-01h49m59s	2	1	1	1	0	0
01h50m00s-01h59m59s	0	0	0	2	1	1
02h00m00s-02h09m13s	0	0	0	2	1	0
02h18m41s-02h19m59s	0	0	0	0	0	0
02h20m00s-02h29m59s	0	0	0	3	1	1
02h30m00s-02h39m59s	0	0	0	0	0	0
02h40m00s-02h49m59s	2	1	1	3	2	2
02h50m00s-02h52m59s	0	0	0	0	0	0
Total	8	5	3	17	9	5
Tr %	7	62.5	37.5	47.0	29.4	

○ほうおう群と思われる流星と散在流星の10分ごと流星出現数と流星度出現数

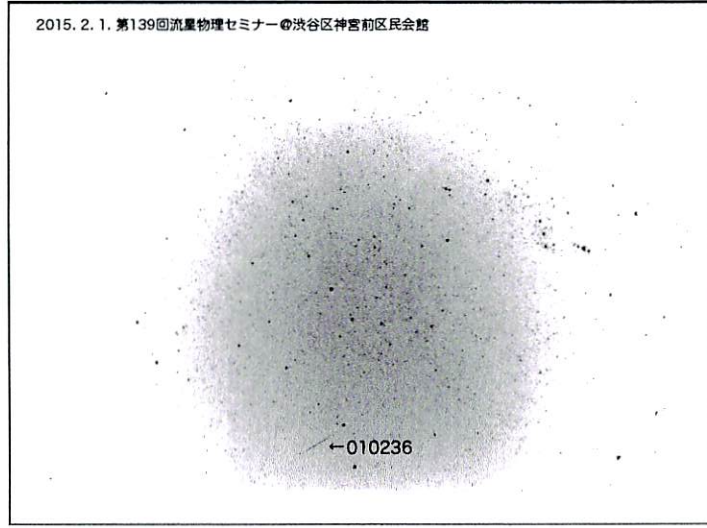
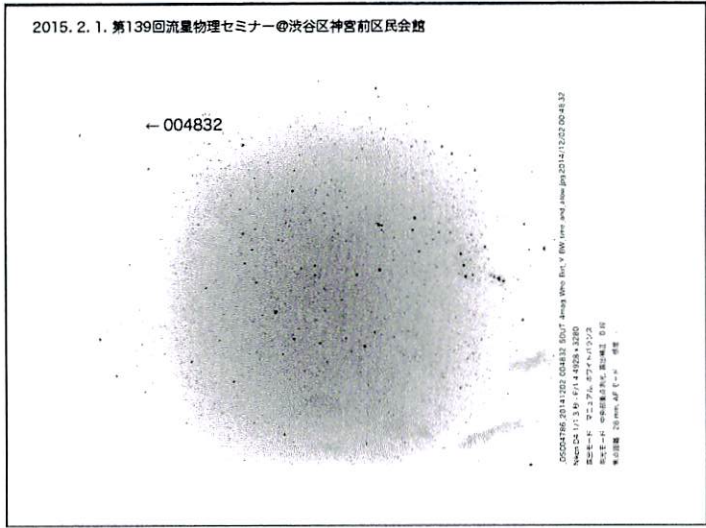
凡例
Tr: 流星本体が発光中でも度が認められたもの。いわゆる流星の尾も含む
Tr2: 流星本体消失後も度が認められたもの。伝統的に有度率計算に使われる

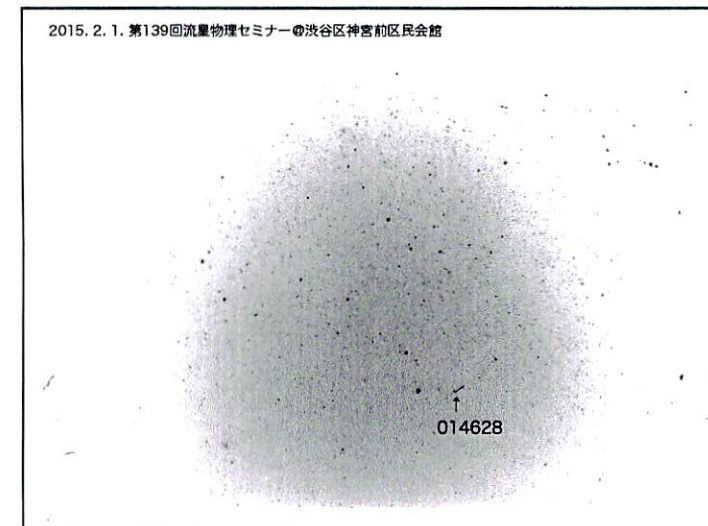
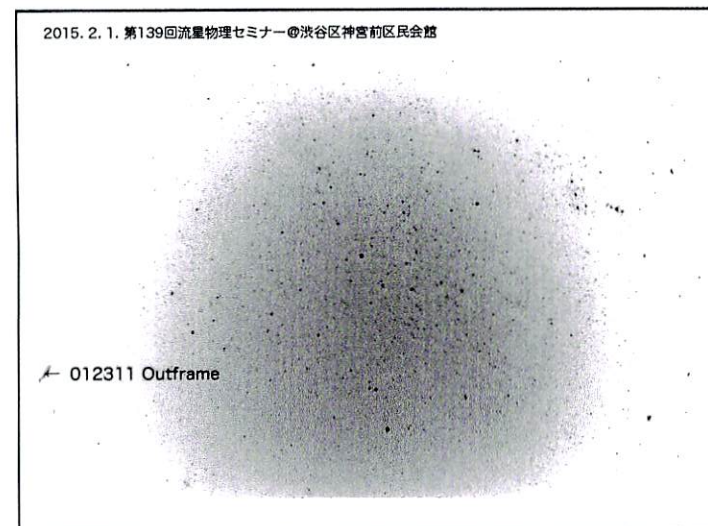
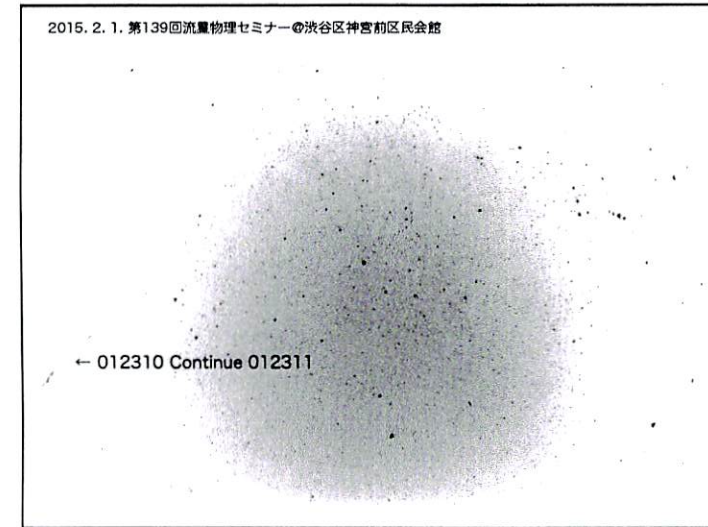
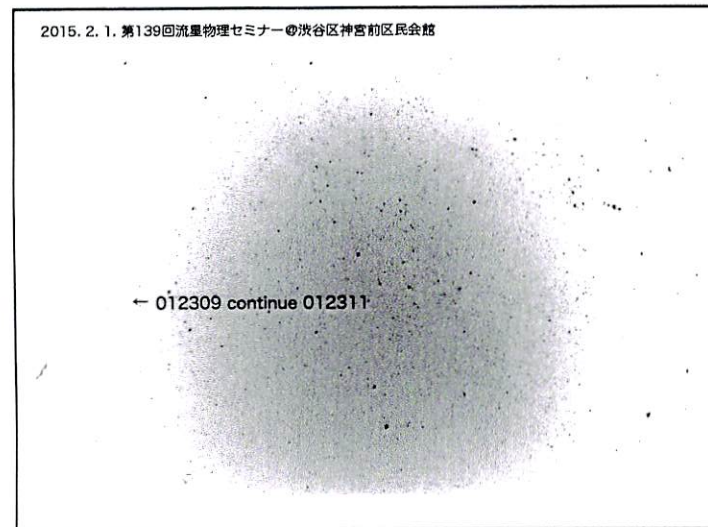
注意
度: 流星消失後3秒以内に消失する短度を指す。以下流星度を短度とする。

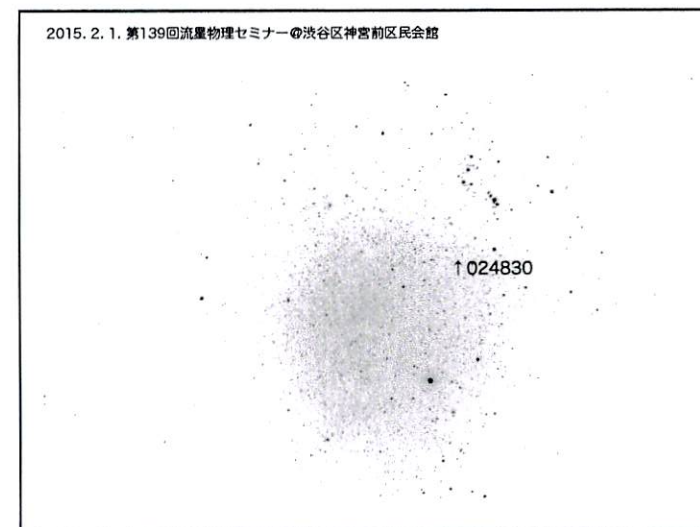
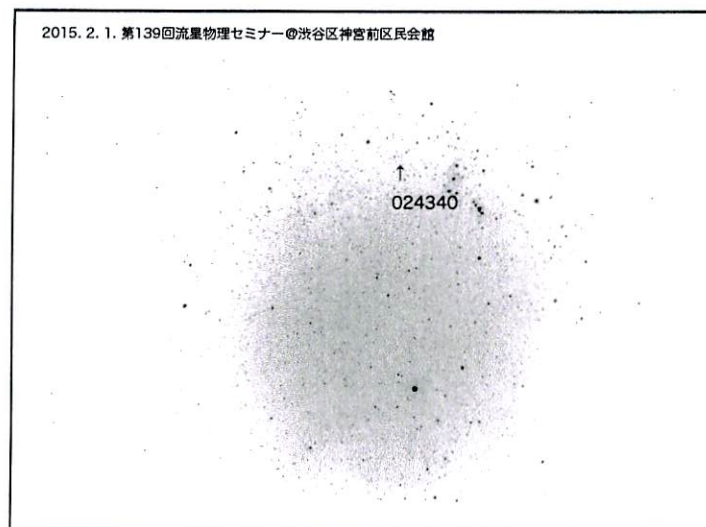
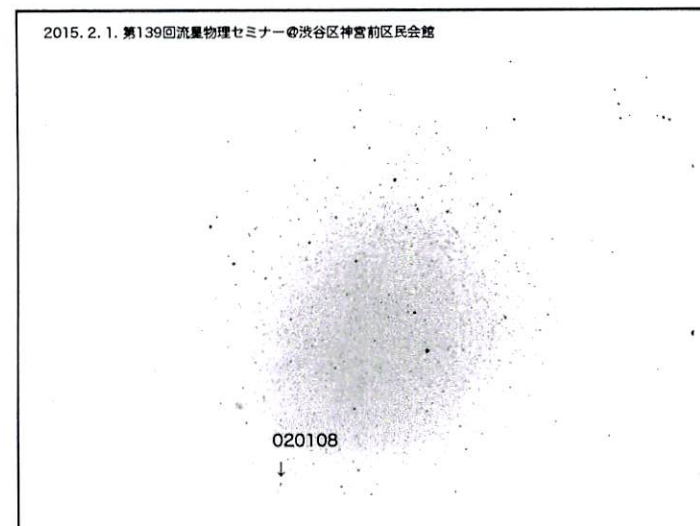
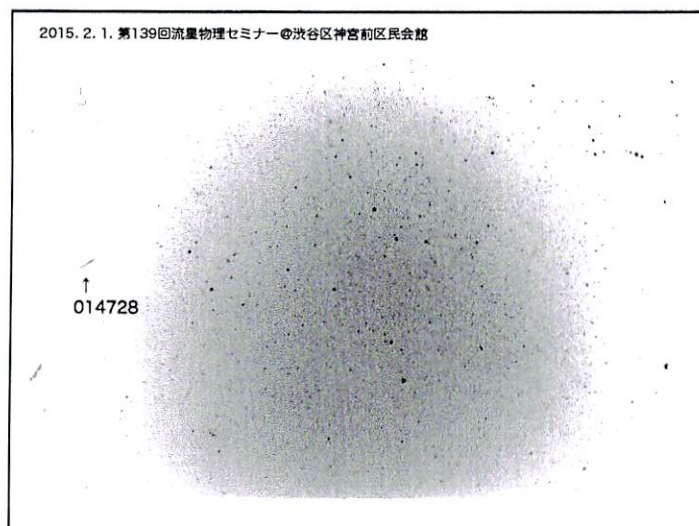
(この後撮影中断、撮影方向変更)

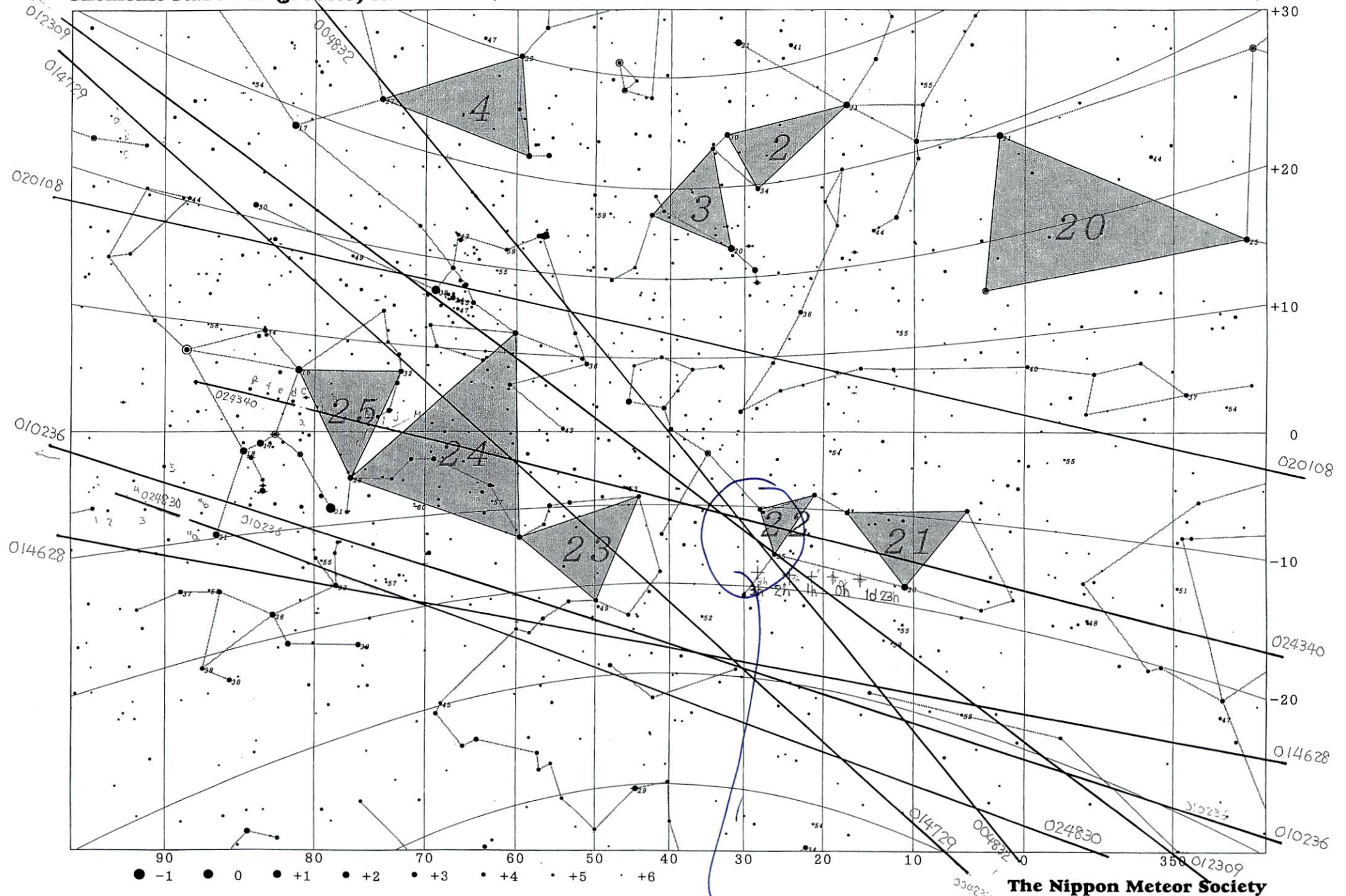
2015. 2. 1. 第139回流星物理セミナー@渋谷区神宮前区民会館

2014年ほうおう座流星群の画像@ラ・パルマ





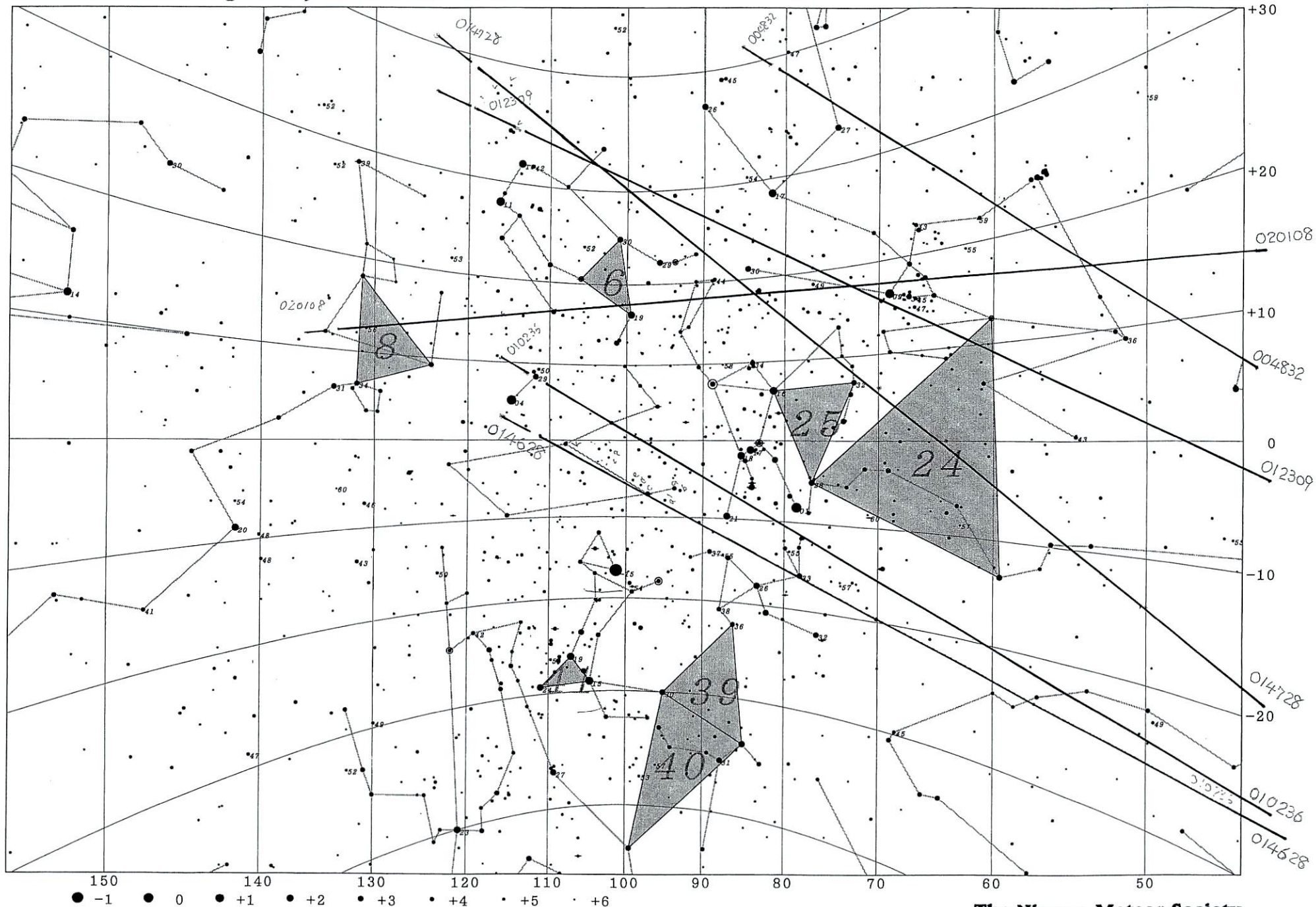




The Nippon Meteor Society

3個字. 字字"確美"。

ゆうおう群



ペルセウス座流星群の流星痕の経過

重野好彦

35mm 版 50mmF1.8→2.8 一眼カメラで流星痕を撮影したので紹介する。

観測地 : 山梨県北杜市高根町箕輪（ハヶ岳南麓）

観測日 : 2024 年 08 月 12 日（極大日の前日）（極大日は曇りました）

観測機材 : Nikon Z7（画素数 4575 万画素） レンズ Z50mmf/1.8S→F2.8 ISO:6400

露出時間 : 1.5 秒

等級 : 約-3 等

観測時刻 00:07:40 (JST)



観測時刻 00:07:42



観測時刻 00:07:44



観測時刻 00:07:46



観測時刻 00:07:48

