

LE SPECTRE DE LA COMÈTE BURNHAM (1959 k)

par F. DOSSIN, Ch. FEHRENBACH, L. HASER et P. SWINGS

RÉSUMÉ. — *La comète 1959k a été observée spectrographiquement au foyer coudé du réflecteur de 193 cm de l'OHP. Il a été possible d'employer des dispersions assez élevées. Le continuum était faible et confiné dans la partie centrale. Les structures fines des bandes de OH, NH, C₃ et CH ont été obtenues avec plus de détails que précédemment. Les branches R des bandes (0 — 0) et (0 — 1) du système violet de CN ont été résolues. L'effet Swings et l'effet Greenstein ont été discutés dans le cas de (0 — 0) CN. Les structures de rotation des bandes de Swan sont partiellement résolues.*

ABSTRACT. — *Comet 1959 k has been observed spectrographically at the coudé-focus of the 193 cm-reflector of OHP. Fairly high resolutions have been used. The continuum is weak and confined into a small central region. The structures of the OH -, NH -, C₃ - and CH bands show greater detail than on any hitherto described cometary spectrogram. The R-branches of the (0 — 0) and (0 — 1) bands of the blue system of CN have been resolved. The Swings - and Greenstein effects have been discussed for CN (0 — 0). The rotational structure of the Swan bands is partly resolved.*

Спектр кометы Бёрнема (1959 к).

Резюме. — Комета 1959 к наблюдалась спектрографически в фокусе куде рефлектора Обсерватории Верхнего Прованса (D = 193 см). Использовались довольно значительные дисперсии. Континуум был слабым и заключенным в центральной части. Тонкие структуры полос OH, NH, C₃ и CH были получены с большим количеством деталей, чем прежде. Были разрешены ветви R полос (0 — 0) и (0 — 1) фиолетовой системы CN. Обсуждались эффект Свингса и эффект Гринштейна для случая CN (0 — 0). Были частично разрешены вращательные структуры полос Свана.

La comète 1959 k qui est passée au périhélie le 21 mars 1960 à une distance $q = 0.5$ U. A. s'est fortement rapprochée de la terre en fin avril, la distance géocentrique minimum n'ayant été que 0.2 U. A. le 27 avril. De ce fait, la comète a été de brillance assez grande en fin avril ; pendant quelques jours, ce fut un objet aisément visible à l'œil nu, la queue étant, d'ailleurs, anormalement faible pour une comète aussi brillante. Des photographies ont été reproduites dans des revues diverses. Les excellents clichés obtenus par D. MALAISE à l'Observatoire de Haute Provence au moyen de la chambre de Schmidt de 59 cm de distance focale sont actuellement à l'étude à Liège. D'après Miss E. ROEMER (1960), la condensation nucléaire n'a jamais été plus brillante que la magnitude 12.5 ou 13 ; le 25 mai, elle avait faibli jusqu'à la magnitude 17.5.

Nous avons obtenu une série de quinze spectrogrammes au foyer coudé du réflecteur de 193 cm, durant la période du 13 avril au 2 mai 1960. La distance héliocentrique a varié de 0.77 à 1.09 U. A. Diverses combinaisons optiques ont été utilisées, de façon à couvrir tout le domaine de λ 3000 à λ 8900, avec des dispersions allant de 78 Å/mm à 19.5 Å/mm. Les caractéristiques essentielles des spectrogrammes sont réunies dans la table I.

Les figures suivantes fournissent des indications sur diverses régions spectrales :

Fig. 1 : a) 3000 à 3800 Å : OH et NH (2^e ordre) ;
 b) 3100 Å : OH (3^e ordre)
 4700 Å : (+ C₂ 2^e ordre)

Fig. 4 : 3800 à 4200 Å : C₃.

Fig. 6 : 4250 Å : CH⁺.

Fig. 8 : 3880 Å : CN et CH.

Fig. 10 : Ensemble du spectre de 3800 à 5000 Å.

On constate immédiatement que le continuum est faible et étroit ; il est confiné à une petite région de la tête, proche du noyau. A ce point de vue, la comète Burnham est particulièrement intéressante pour l'observation d'émissions faibles qui ne se trouvent pas oblitérées ou perturbées par le continuum de la tête. C'est ainsi qu'une structure fine apparaît clairement dans les bandes de Swan, au moins pour les nombres quantiques de rotation élevés. La comète Burnham est beaucoup mieux adaptée à la détection d'émissions « courtes » faibles et à l'estimation de leurs intensités que les comètes plus brillantes 1956 h (Arend-Roland) et 1957 d (Mrkos).

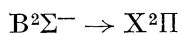
La résolution des trois spectrogrammes V 86, V 88 et V 90 dans la région de (0 — 0) CN est suffisante pour séparer les raies de rotation de la

LISTE DES SPE

N° DU CLICHÉ	CHAMBRE	RÉSEAU	ORDRE	DISPERSION Å/mm	DATE	HEURE (T. U.)	α COMÈTE	δ COMÈTE
U 66	I	B 5	2 ^e	39	13-4-1960	3 h 20 à 4 h 05	22 h 24 m	— 2° 50'
U 67	I	B 5	2 ^e	39	14-4-1960	3 h 15 à 3 h 58	22 h 22 m	— 1° 30'
U 71	I	B 5	2 ^e	39	20-4-1960	2 h 36 à 3 h 26	22 h 07 m	+ 12° 03'
U 74	I	B 5	2 ^e	39	21-4-1960	1 h 52 à 3 h 37	22 h 03 m	+ 15° 40'
U 76	I	A 5	1 ^{er}	50	22-4-1960	2 h 06 à 3 h 36	21 h 58 m	+ 20° 36'
V 86	III	B 5	2 ^e	19,5	23-4-1960	1 h 39 à 3 h 30	21 h 52 m	+ 26° 15'
V 88	III	B 5	2 ^e	19,5	{ 24-4-1960 25-4-1960	23 h 25 à 3 h 25	21 h 34 m	+ 39° 35'
V 89	III	A 5	1 ^{er}	25	{ 25-4-1960 26-4-1960	23 h 06 à 3 h 16	21 h 17 m	+ 49° 20'
V 90	III	B 5	2 ^e	19,5	{ 26-4-1960 27-4-1960	21 h 25 à 3 h 15	20 h 55 m	+ 57° 50'
U 88	I	B 5	2 ^e	39	28-4-1960	1 h 57 à 3 h 17	19 h 58 m	+ 68° 20'
U 89	I	B 5	1 ^{er}	78	{ 28-4-1960 29-4-1960	20 h 48 à 3 h 18	18 h 45 m	+ 74° 50'
U 90	I	A 5	1 ^{er}	50	{ 29-4-1960 30-4-1960	22 h 35 à 3 h 15	15 h 55 m	+ 77° 20'
U 91	I	B 5	2 ^e	39	{ 30-4-1960 1-5-1960	21 h 40 à 3 h 10	13 h 48 m	+ 74° 30'
U 92	I	A 5	1 ^{er}	50	{ 1-5-1960 2-5-1960	20 h 02 à 3 h 10	12 h 48 m	+ 70° 00'
R 1	II	B 5	2 ^e + 3 ^e	39 et 26	{ 2-5-1960 3-5-1960	20 h 06 à 2 h 52	12 h 11 m	+ 65° 00'

branche R ; on peut ainsi comparer la distribution d'intensité rotationnelle dans 1959 *k* et dans 1957 *d* dont des spectres à résolution semblable ont été obtenus au télescope de 5 m du Mont Palomar (GREENSTEIN 1958).

La bande (0 — 0) de OH est nettement plus intense que (0 — 0) NH. L'émission λ 4051 de C₃ est beaucoup plus forte que la plus forte tête de la séquence $\Delta v = + 1$ de C₂. La transition A² $\Delta \rightarrow$ X² Π de CH est assez intense et la transition



du même radical apparaît plus clairement que sur tout autre spectre cométaire pris antérieurement et dont nous ayons connaissance. Quelques raies

courtes, bien marquées, dues à NH₂, sont observées, notamment λ 4510,83, qui apparaît plus clairement que dans les comètes antérieures. Le spectrogramme dans la région rouge extrême et proche infrarouge (U 89) a donné des résultats négatifs : on n'y observe aucune émission discrète certaine superposée au continuum.

Nous allons décrire les différentes émissions moléculaires apparaissant sur nos spectrogrammes. La description des bandes de Swan est toutefois retardée, étant donné qu'il semble préférable de procéder à une comparaison des émissions de C₂ dans les diverses comètes observées récemment avec des résolutions permettant l'apparition d'une structure fine.

I

GRAMMES

DISTANCE TERRE-COMÈTE (U. A.)	DISTANCE SOLEIL-COMÈTE (U. A.)	DURÉE DE POSE	ÉMULSION PHOTOGRAPHIQUE	LARGEUR DE FENTE PROJETÉE (Å)	DOMAINE SPECTRAL (Å)	QUALITÉ DU CLICHÉ
0,545	0,77	45 mn	103 a O	1	3700 — 5200	Superposition spectre solaire
0,51	0,78	43 mn	103 a O	1	id.	Bon
0,32	0,88	50 mn	103 a O	1	id.	Pas au point
0,29	0,90	1 h 45 mn	103 a O	1	id.	Très bon
0,265	0,92	1 h 30 mn	103 a F	1,28	3700 — 6500	Bon
0,24	0,935	1 h 51 mn	II a O (chauff.)	0,57	3700 — 5200	Un peu faible
0,225	0,95	4 h 00 mn	II a O (chauff.)	0,57	id.	Très bon
0,215	0,97	3 h 50 mn	103 a F	0,73	3700 — 6500	Sous-exposé
0,205	0,987	5 h 40 mn	II a O (chauff.)	0,57	3700 — 5200	Très bon
0,205	1,00	1 h 20 mn	103 a O	1,43	id.	Très bon
0,21	1,02	6 h 30 mn	I N (hypersens.)	2,85	5800 — 8900	Très sous-exposé
0,225	1,04	4 h 35 mn	103 a F	1,28	3700 — 6500	Très bon
0,245	1,055	5 h 30 mn	103 a O	1	3700 — 5200	Très bon
0,27	1,07	7 h 08 mn	103 a F	1,28	3700 — 6500	Bon
0,29	1,09	6 h 30 mn	103 a O	1 et 0,66	3000 — 5200	Très bon

EMISSIONS DUES A OH ET NH

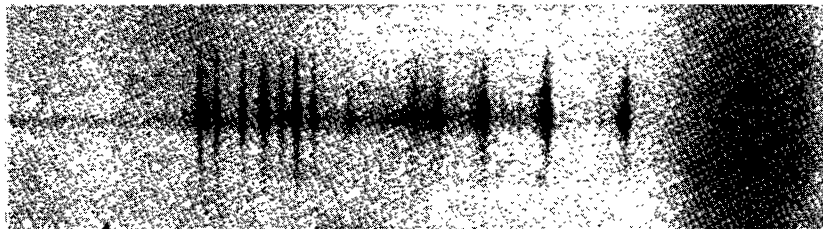
Sur le cliché R 1 (fig. 1), l'émission de OH s'observe à la fois dans les 2^e et 3^e ordres, sans aucune superposition appréciable, ni d'autres émissions discrètes, ni du continuum ; l'émission de NH n'est observée, sans superposition, que dans le 2^e ordre. La distance héliocentrique est $r = 1.09$.

On constate immédiatement que l'émission de NH est nettement plus faible que celle de OH. Bien plus, NH s'étend dans la tête, moins loin que OH, qui, d'ailleurs, semble même s'étendre plus loin que C₂. Un tel rapport d'intensités OH/NH et une telle distribution de OH ne sont pas habituels. Si on se réfère, par exemple, à l'Atlas of

Representative Cometary Spectra (SWINGS, HASSER, 1956), Planche II (Comète 1941 I), on constate que l'émission de OH est beaucoup plus faible et plus courte que celle de NH pour la même distance héliocentrique que R 1 (spectre n° 5, planche II de l'Atlas). Dans 1943 I on a aussi observé une émission plus longue et plus intense de OH que de NH (spectre n° 4, planche IV de l'Atlas), mais la distance héliocentrique y était plus grande ($r = 1.55$). Dans 1941 VIII, l'émission de OH est plus intense, mais plus courte que celle de NH ; r variait de 1.52 à 1.25. La question des distributions relatives de OH et NH a été discutée antérieurement (SWINGS, 1948) à propos de la comète d'Encke (1947 XI).



a



b

FIG. 1. — *a*) OH (3080 Å) et NH (3350 Å) 2^e ordre,
b) OH (3080 Å), 3^e ordre, et juxtaposition de la bande de Swan de C₂ (4700 Å), 2^e ordre.

Certes, la comparaison d'émissions ultraviolettes est délicate, par suite des effets d'absorption atmosphérique ou instrumentale. Mais, même en tenant compte de ces facteurs, on constate des différences dans le comportement relatif des bandes de OH et NH dans différentes comètes : il est certain que le rapport d'intensité OH/NH n'est pas le même dans toutes les comètes ⁽¹⁾. Sans doute, doit-on attribuer cette variation de OH/NH à des différences de composition chimique des noyaux cométaires, peut-être en relation avec les origines différentes de comètes ?

L'émission de OH a été identifiée pour la pre-

TABLE II

BANDE 0 — 0 DU SYSTÈME $A^2\Sigma^+ - X^2\Pi_i$ DE OH

INTENSITÉ	$\lambda(\text{\AA})$	IDENTIFICATIONS
7	3078,75	Q_1 (1,5) 3078,440 ${}^qP_{21}$ (1,5) 3078,468
2	3079,82	Q_1 (2,5) 3079,951 ${}^qP_{21}$ (2,5) 3080,006 R_2 (1,5) 3080,236
7	3081,60	Q_1 (3,5) 3081,541 ${}^qP_{21}$ (3,5) 3081,620 P_1 (1,5) 3081,665
0	3084,10	R_2 (0,5) 3084,050
7	3086,40	P_1 (2,5) 3086,39
7	3089,97	${}^qR_{12}$ (1,5 et 2,5) + Q_2 (1,5 et 2,5) 3089,861
7	3090,57	${}^qR_{12}$ (0,5) 3090,449 Q_2 (0,5) 3090,473
2	3091,20	P_1 (3,5) 3091,186
7	3093,72	${}^pQ_{12}$ (0,5) 3093,722
8	3096,35	${}^pQ_{12}$ (1,5) + P_2 (1,5) 3096,349
6	3099,57	${}^pQ_{12}$ (2,5) 3099,538 P_2 (2,5) + ${}^oP_{12}$ (1,5) 3099,593
1	3106,24	${}^oP_{12}$ (2,5) 3106,017

mière fois dans 1941 I (SWINGS, ELVEY, BABCOCK, 1941) ; la structure de rotation dans 1941 I a été discutée par J. HUNAERTS (1953). Sur notre spectre R 1, la bande (0 — 0) proche de λ 3064, qui est présente dans le 2^e ordre (39 $\text{\AA}/\text{mm}$) se reproduit aussi dans le 3^e ordre (26 $\text{\AA}/\text{mm}$) du côté

⁽¹⁾ Exemples (voir Atlas) :

- NH \gg OH dans 1941 I ($r = 1.03$ à 0.63) ;
- OH $>$ NH dans 1941 VIII ($r = 1.52$ à 1.25) ;
- OH $>$ NH dans 1943 I ($r = 1.55$) ;
- NH $>$ OH dans 1947 XI ($r = 1.06$) ;
- OH \simeq NH dans 1948 I ($r = 1.05$).

violet de la séquence $\Delta v = + 1$ des bandes de Swan. Si le 2^e ordre ne fournit pas plus de détails que les meilleurs spectrogrammes de 1941 I, en revanche le 3^e ordre possède une résolution supérieure à celles qu'on a obtenues jusqu'à présent. En fait, nous avons mesuré les deux ordres. La table II indique les longueurs d'onde et estimations d'intensité de la bande (0 — 0) cométaire, ainsi que les identifications tirées de G. H. DIEKE et H. M. CROSSWHITE (1948), en utilisant les notations de J. HUNAERTS. La figure 2 donne un enregistrement microphotométrique. La transition (1 — 1) est très faible dans le 2^e ordre ; dans le 3^e ordre, elle se superpose à la séquence $\Delta v = + 1$ de C_2 ; on ne peut donc en faire une étude plus détaillée que pour 1941 I. En tout cas, l'émission cométaire faible proche de λ 3140 est due exclusivement à OH ; il n'y a pas de contribution de la bande de Fortrat (0 — 0) de CH. Ce résultat est conforme aux conclusions d'études antérieures.

La comparaison de la bande (0 — 0) de OH dans 1959 *k* avec celle des comètes 1941 I et 1948 I révèle deux points intéressants :

1. Sur notre spectre R 1, l'émission proche de λ 3090 est résolue en trois composantes $\lambda\lambda$ 3089.97 ; 3090.57 ; 3091.20. Ceci confirme les identifications de J. HUNAERTS.

2. Les distributions d'intensité sont très différentes de celles des comètes 1941 I et 1948 I (voir Atlas, p. 15). On pouvait s'attendre à de telles différences de profils, étant donné les différences de vitesses radiales par rapport au soleil :

1941 I	— 34.4 km/sec ;
1948 I	+ 22.0 km/sec ;
1959 <i>k</i>	+ 30 km/sec.

Comme nous le verrons dans la description de (0 — 0) CN, une différence de 3 ou 4 km/sec dans les vitesses radiales peut modifier considérablement le profil d'une bande.

Il faut toutefois remarquer que les calculs de « profils synthétiques » effectués jusqu'ici pour OH (et de même pour NH et CN) étaient basés sur des tracés microphotométriques insuffisants du spectre solaire. Grâce aux meilleurs tracés obtenus récemment à l'Observatoire McMath, il sera possible d'effectuer les calculs de façon beaucoup plus satisfaisante.

La bande (0 — 0), $A^3\Pi_i \rightarrow X^3\Sigma^-$, de NH, au voisinage de λ 3360 a été identifiée pour la première fois dans la comète 1941 I par P. SWINGS, C. T. ELVEY et H. W. BABCOCK ; les attributions étaient basées sur l'analyse de G. FUNKÉ (1935, 1936). La structure de la bande de NH dans 1941 I

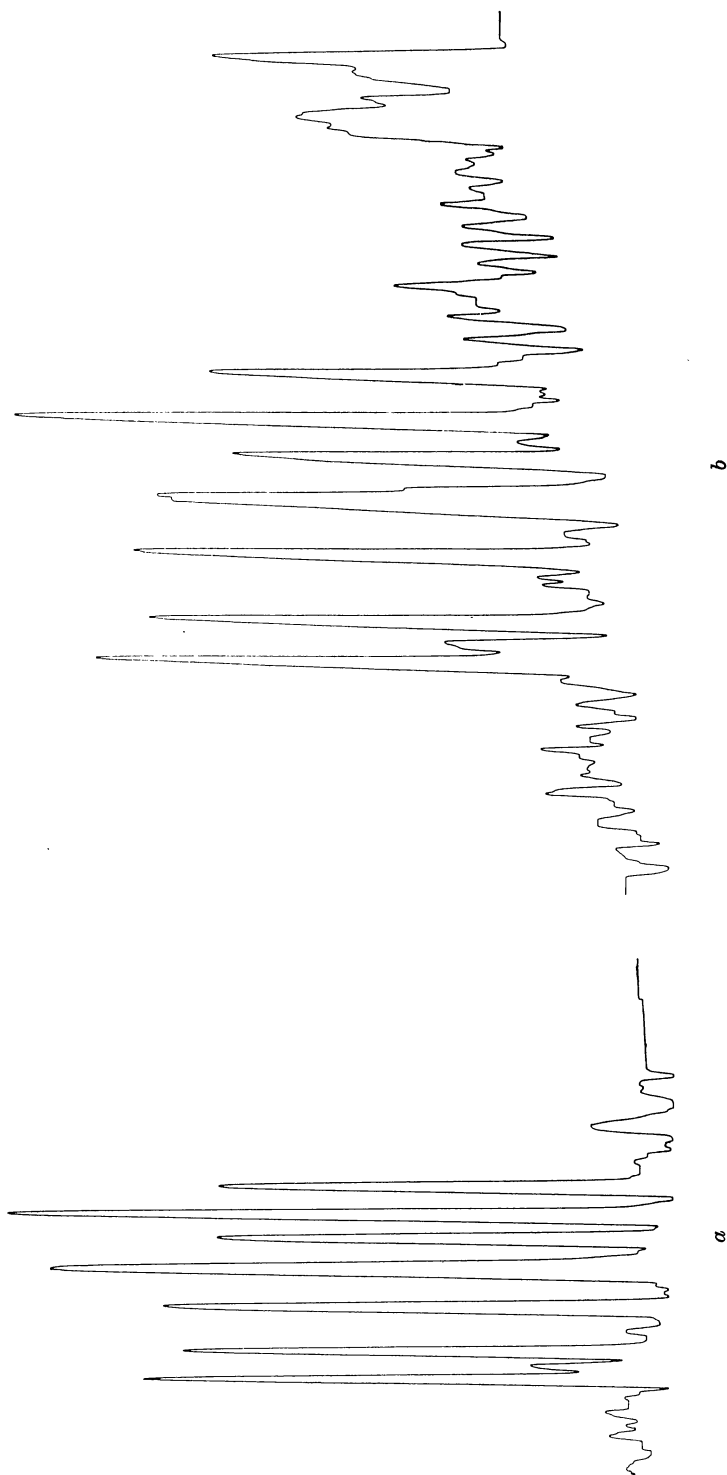


FIG. 2. — Émission de OH (3080 Å) a) 2^e ordre b) 3^e ordre (+ C_2). Cliché R_1

a été étudiée ensuite par J. HUNAERTS (1957). Sur notre spectre R 1, la résolution de la bande de NH dans le 2^e ordre est meilleure que celle des spectres de 1941 I. Un groupe de sept raies se détache bien du fond de la plaque, sans aucun spectre solaire sous-jacent. Un enregistrement microphotométrique est reproduit sur la figure 3. On constate que plusieurs émissions sont larges ou présentent des inflexions indiquant la présence de superpositions de plusieurs composantes. Pour les attributions, nous avons pu disposer de l'analyse plus récente et plus complète du spectre de NH, publiée par R. N. DIXON (1959) qui a modifié certaines attributions de FUNKE, notamment pour les premières

On constate la présence dans 1959 *k*, des premières raies de rotation des branches suivantes :

^P Q ₁₂	^Q R ₁₂	R ₁
^P R ₁₃	Q ₁	R ₂
P ₁	Q ₂	^R Q ₂₁
P ₂	^Q R ₂₃	^R P ₃₁
^P Q ₂₃	^Q P ₂₁	
P ₃	^Q P ₃₂	

On comprend facilement l'absence des premières raies des branches satellites des types O et S, à savoir ^OP₁₂, ^OQ₁₃, ^OP₂₃, ^SR₂₁, ^SR₃₂ et ^SQ₃₁, qui ont été observées en absorption par DIXON, mais sont faibles. En revanche, l'absence des raies suivantes peut paraître étonnante :

^Q Q ₃ (2) λ 3356.55 ;
^R Q ₃₂ (1) λ 3349.54 ;
R ₃ (1) λ 3349.34.

TABLE III

BANDE 0 — 0 DU SYSTÈME A ³Π_i — X ³Σ⁻ DE NH

INTENSITÉ	λ(Å)	IDENTIFICATIONS
2	3351,71	^R P ₃₁ (0) 3351,709
+ in- flexion	3350,86	^R Q ₂₁ (1) 3350,847 + R ₂ (1) 3350,944
6	3353,98	R ₁ (1) 3353,638 ^R Q ₂₁ (0) 3353,923
in- flexion	3355,20	^Q P ₃₂ (1) 3355,171
8	3358,05	R ₁ (0) 3358,053 faible contribu- tion de : Q ₂ (1) 3357,741 Q ₂ (3) 3358,781 Q ₂ (2) 3358,414 ^Q R ₂₃ (3) } 3358,678 ^Q R ₂₃ (1) 3357,555 ^Q P ₂₁ (3) } ^Q R ₂₃ (2) + ^Q P ₂₁ (2) 3358,296 ^Q P ₂₁ (1) 3357,662
1 nm	3362,43	P ₃ (2) 3362,713 ^Q R ₁₂ (1) 3361,821 Q ₁ (1) 3361,725
3	3364,93	P ₂ (2) 3365,065 ^P Q ₂₃ (2) 3364,937
5	3369,16	^P Q ₁₂ (2) 3369,225 faible contribu- ^P R ₁₃ (2) tion de + P ₁ (2) 3369,107 P ₂ (3) 3369,379 ^P Q ₂₃ (3) 3369,270
2	3372,08	^P Q ₁₂ (3) 3372,210 P ₁ (3) 3372,081

raies de rotation, qui sont précisément les plus importantes pour l'émission cométaire. La table III réunit nos résultats qui diffèrent légèrement de ceux de HUNAERTS.

Les raies P₃ (2) λ 3362.71 et ^RP₃₁ (0) λ 3351.71 paraissent aussi anormalement faibles dans le spectre cométaire. On peut se demander si la faible population sur le sous-niveau F₃ (³Π₀) résulte du mécanisme d'excitation habituel ou d'un phénomène de désactivation inconnu. Il y aurait lieu de reprendre la discussion du profil synthétique, en partant de nouveaux enregistrements microphotométriques du spectre ultraviolet solaire.

BANDES DE SWINGS (C₃)

La haute résolution de certains de nos spectrogrammes, jointe à la faiblesse du continuum solaire permet de mesurer un nombre de maxima dus à C₃, plus grand que précédemment. C'est ainsi que, sur le cliché V 90, on a mesuré 52 maxima dans l'intervalle λ 3914 — λ 4100. Ces longueurs d'onde et les intensités estimées sont réunies dans la table IV ; une reproduction photographique et un enregistrement microphotométrique de la même région sont donnés par la figure 4.

La comparaison avec les spectres de laboratoire demeure difficile, à cause surtout, comme nous allons le voir, des températures effectives très différentes. Dans la même région spectrale, KLESS et BROIDA (1957) ne donnent qu'une vingtaine de têtes : il est vraisemblable que la structure rotationnelle des bandes de leur source (plus chaude) a oblitéré des têtes de bandes. En fait, il serait hautement désirable que l'on obtienne en laboratoire, le spectre à température assez basse de C₃.

L'émission cométaire la plus intense, proche de λ 4050, est double : λ 4050.12 et λ 4051.57. Par comparaison au spectre de DOUGLAS (1951), on doit attribuer λ 4050.12 à la branche R et

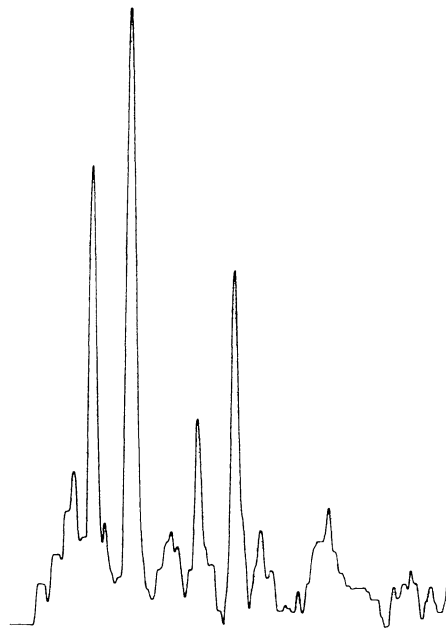
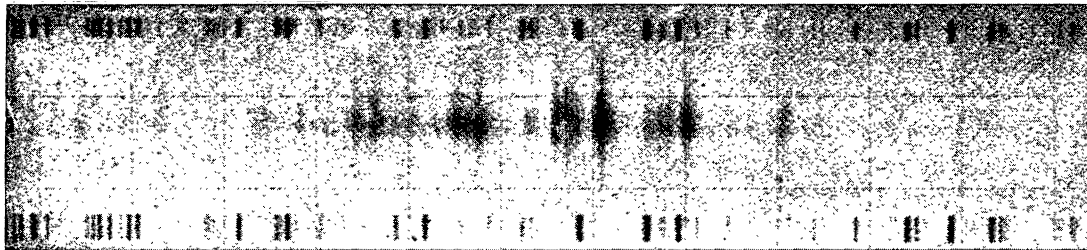
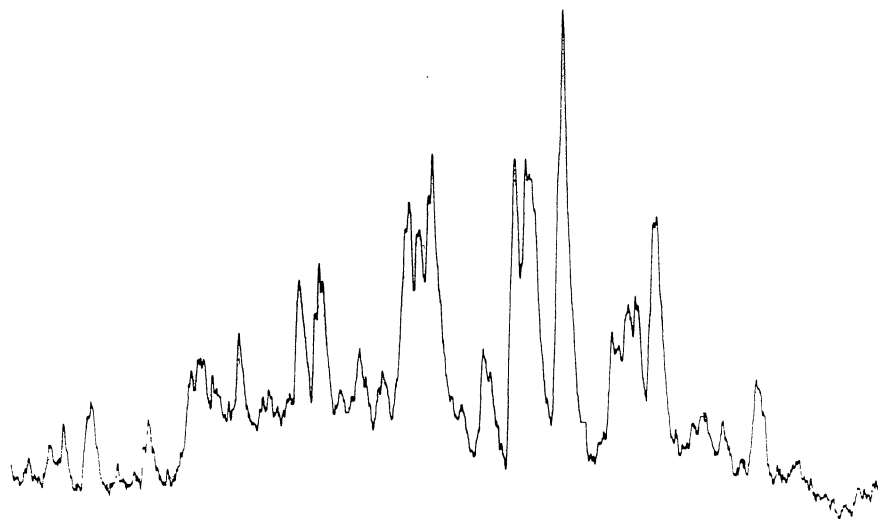


FIG. 3. — Émission de NH (3350 Å).



a



b

FIG. 4. — Bandes de C₃ (région spectrale 3900 à 4200 Å) Cliché V 90. *a*) Cliché. *b*) Enregistrement.

TABLE IV
BANDES DE C₃

INTENSITÉ	λ (Å)	INTENSITÉ	λ (Å)
—	—	—	—
0 n	3914,84	4 n	4019,67
0 n	3926,22	1 nn	4021,09
1	3929,36	0 n	4032,18
1 nn	3935,84	0	4033,76
0	3949,06	0	4036,60
0	3950,27	4 n	4038,47
0	3951,81	5 n	4039,61
0 nn	3955,11	1	4041,34
1 nn	3960,39	3 n	4042,20
minimum	3961,55	2 nn	4043,42
1 nn	3963,08	2 nn	4044,62
1	3965,93	4 n	4050,12
0	3969,91	8 n	4051,57
2 n	3972,37	1 nn	4063,26
1 n	3979,83	1 n	4066,48
1 n	3981,52	1 nn	4067,64
3 nn	3987,01	2 n	4069,31
2 n	3990,86	2 nn	4069,76
2	3991,92	3 n	4072,58
2 n	3992,98	4 n	4073,45
0 n	3997,28	3 n	4074,47
0 n	4001,84	0	4075,57
1 n	4007,14	0	4076,28
3	4012,93	0	4079,13
4 nn	4013,92	0 nn	4090,32
3 nn	4015,82	2 nn	4099,45
3 n	4018,47	0 0	4100,13

λ 4051.57 à la branche Q. La branche P, qui ne forme pas de tête, cause une *inflexion* dans l'aile de grande longueur d'onde de λ 4051.57. Au laboratoire, la tête R est mieux marquée que la tête Q ; ceci résulte du fait que, dans la source de laboratoire, les raies de rotation les plus intenses se trouvent loin de la tête Q (formée par des raies de nombre rotationnel bas), alors que la tête R correspond à des raies de grand nombre quantique de rotation. La situation est différente dans la comète : les raies de rotation formant la tête Q y sont plus intenses que celles qui forment la tête R, indiquant une température de rotation plus basse des molécules C₃ cométaires. Ceci est confirmé par une comparaison des branches P en laboratoire (s'étendant au-delà de λ 4063) et dans la comète (où elle s'arrête vers λ 4058). D'autres confirmations de la basse température du C₃ cométaire seront fournies plus loin. La différence de comportement entre C₃ (basse température dans les comètes) et C₂ (haute température) est intéressante. En fait, le

spectre cométaire de C₃ ressemble plus au spectre de décharge (Douglas) qu'à celui de la flamme O₂ — C₂ H₂ ; il y a décroissance de température lorsque l'on passe de la flamme à la décharge, puis à la comète.

L'émission cométaire voisine de λ 4073 présente un profil semblable à celui de λ 4050. Le maximum cométaire correspondant à la tête R (λ lab. 4072.4) se trouve à λ 4072.6 ; la tête Q cométaire, plus intense que la tête R cométaire, se trouve à λ 4073.5. La branche P cause un maximum secondaire à λ 4074.4, dégradé vers le rouge.

L'enregistrement de l'émission cométaire proche de λ 4099 révèle une structure semblable à celle de λ 4073, mais les détails sont trop faibles pour être mesurés avec quelque précision.

La basse température rotationnelle de C₃ est confirmée par l'absence de toute émission cométaire dans l'intervalle λ 4056.5-λ 4062.0 où se trouvent, en laboratoire, de fortes raies Q, de Q (45) à Q (65). Dans la comète, le maximum de la branche Q se trouve entre Q (7) et Q (11) avec une petite contribution des premières raies de la branche P, non observées en laboratoire.

Certaines bandes observées en laboratoire ne se retrouvent pas dans la comète. C'est le cas, notamment, de λλ 4093.8 ; 4029.1 ; 4008.7-4007.6 ; 3944.9 et 3939.4. Il s'agit vraisemblablement de « bandes chaudes ».

La résolution n'est pas suffisante pour discuter le mécanisme d'excitation. En tout cas, le fait que la comète révèle plus de maxima que le spectre de laboratoire n'est pas dû, seulement, à l'influence du profil du spectre solaire. L'effet de température est certain.

L'analyse vibrationnelle des bandes de SWINGS est encore inconnue. Les données de laboratoire sont restées, jusqu'ici, indéchiffrables. Quant aux observations cométaires, elles n'ont pas encore fourni de résultat convaincant. Trois voies se présentent pour faire progresser cette analyse :

a) obtenir des spectres cométaires avec une dispersion d'au moins 4 Å/mm, en poussant la résolution au maximum. La structure rotationnelle des bandes intenses apparaîtrait ; elle permettrait de discuter le mécanisme d'excitation et, peut-être, de classer les bandes ;

b) obtenir, en laboratoire, des spectres d'absorption à basse température et basse pression et les comparer aux spectres cométaires ⁽¹⁾ ;

c) essayer, par le calcul, de trouver des cons-

⁽¹⁾ Un tel spectre a été obtenu récemment à Ottawa par G. HERZBERG et B. ROSEN. Il est actuellement à l'étude (Communication privée).

tantes de vibration, en utilisant les données sur CO_2 , CS_2 et COS , les bandes analysées rotationnellement de C_3 et les constantes de force des molécules contenant trois atomes de carbone. En fait, nous avons recherché les concordances des différences de nombres d'onde dans les émissions cométaires, mais cet essai n'a pas conduit à un résultat fructueux.

LES SYSTÈMES $\text{B}^2\Sigma^- \rightarrow \text{X}^2\Pi$ ET $\text{A}^2\Delta \rightarrow \text{X}^2\Pi$ DE CH

Si le système $\text{A}^2\Delta \rightarrow \text{X}^2\Pi$ de CH a été observé convenablement et discuté dans de nombreux spectres cométaires, il n'en est pas de même de la transition $\text{B}^2\Sigma^- \rightarrow \text{X}^2\Pi$. Les émissions de CH qui sont confinées au voisinage du noyau sont particu-

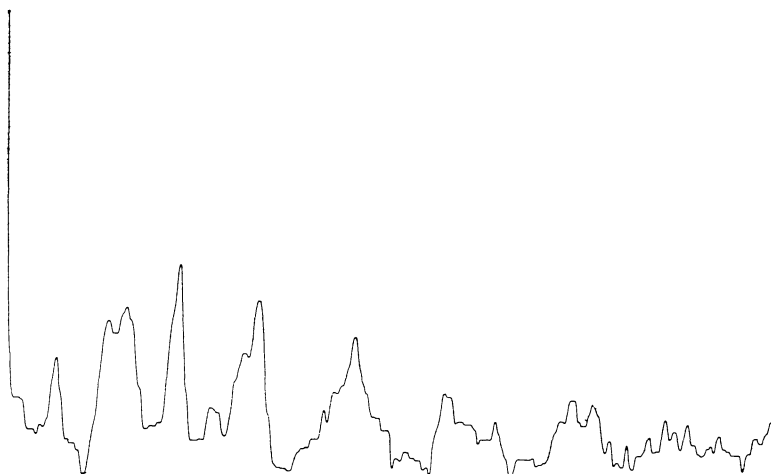


FIG. 5. — Transition $\text{B}^2\Sigma^- \rightarrow \text{X}^2\Pi$ de CH (3895 Å).

lièrement nettes sur certains de nos spectrogrammes où le continuum ne cause guère d'effet perturbateur, comme c'est presque toujours le cas. En fait, les clichés V 88, V 90, U 88 et U 91 constituent les meilleures représentations de l'émission cométaire $\text{B}^2\Sigma^- \rightarrow \text{X}^2\Pi$. La figure 5 donne un enregis-

trement microphotométrique de l'émission cométaire $\text{B}^2\Sigma^- \rightarrow \text{X}^2\Pi$ (0, 0); la table V fournit les attributions.

La table VI donne les attributions dans la bande (0 — 0) de $\text{A}^2\Delta \rightarrow \text{X}^2\Pi$ de CH.

TABLE V

BANDE 0 — 0 DU SYSTÈME $\text{B}^2\Sigma^- \rightarrow \text{X}^2\Pi$ DE CH

INTENSITÉ	$\lambda(\text{Å})$	IDENTIFICATIONS
1 n	3886,3	Q_2 (1) 3886,416
2	3889,0	Q_2 (2) 3888,909
		Q_1 (1) 3889,113
1 nn	3890,1	Q_1 (2) 3889,848
		P_2 (1) 3890,213
		Q_2 (3) 3890,555
0	3891,0	Q_1 (3) 3891,188 (inflexion)
4	3892,8	P_1 (1) 3892,925
1 n	3896,4	P_2 (2) 3896,527
2	3897,4	P_1 (2) 3897,487
0 n	3902,7	P_2 (3) 3901,962
		P_1 (3) 3902,616 contribution possible de C_3
0 n	3907,8	P_2 (4) 3907,770 »
0	3908,7	P_1 (4) 3908,268 »

L'ÉMISSION DE CH^+ .

La bande (0 — 0) de CH^+ apparaît d'un côté de la tête sur les clichés U 88 et U 91. La table VII contient les émissions mesurées et leurs attributions. En fait, le cliché U 91 comporte aussi un certain nombre d'émissions de CO^+ dues à la queue. La figure 6 montre l'aspect de ce cliché dans la région de λ 4250.

LES BANDES DU SYSTÈME VIOLET DE CN ; L'EFFET SWINGS ET L'EFFET GREENSTEIN

La transition (0 — 0) est, de loin, l'émission la plus intense du spectre. Sur les clichés V 86, V 88 et V 90, la structure de rotation de la branche R apparaît clairement, avec une distribution d'intensité très irrégulière du type observé dans la comète 1957 *d* (Greenstein, 1958) (fig. 7). Toutefois, dans le détail, le profil de (0 — 0) dans 1959 *k* diffère fortement du profil dans 1957 *d*; nous y

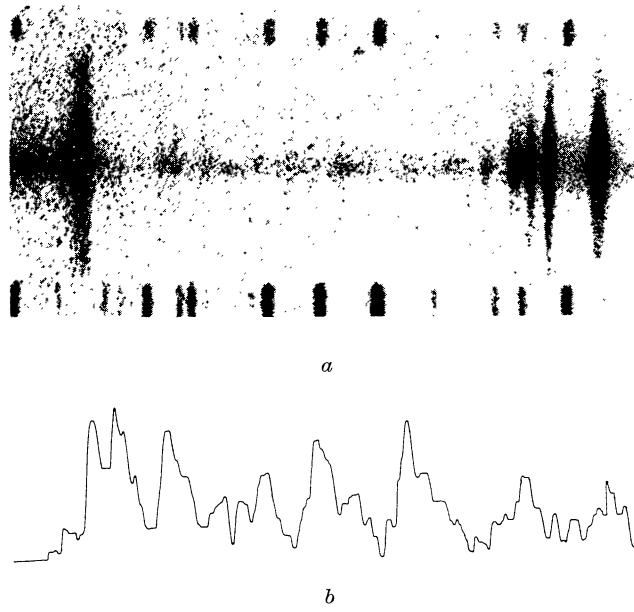


FIG. 6. — Émissions dues à CH^+ (région 4250 Å) entre les bandes CN (0 — 1) et CH. *a*) Cliché. *b*) Enregistrement.

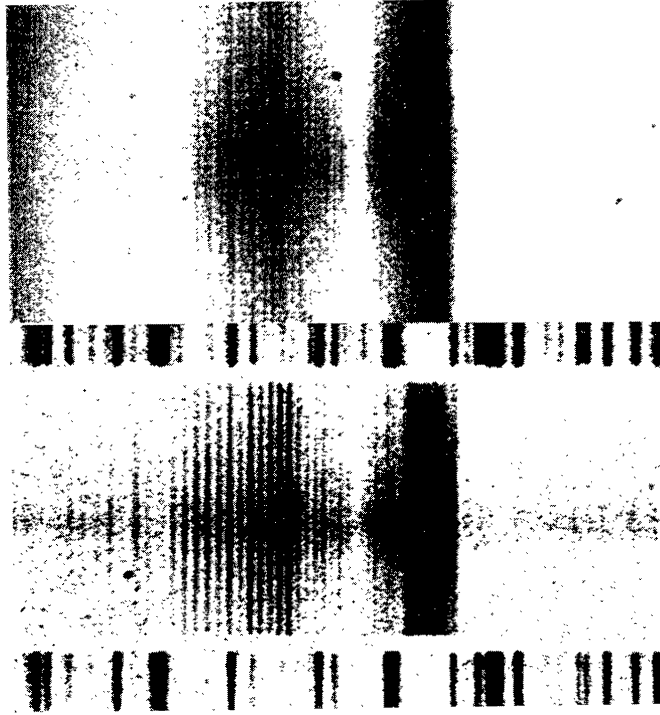


FIG. 7. — Structure de la bande (0 — 0) de CN dans la comète Burnham (en haut) et dans la comète Mrkos (en bas).

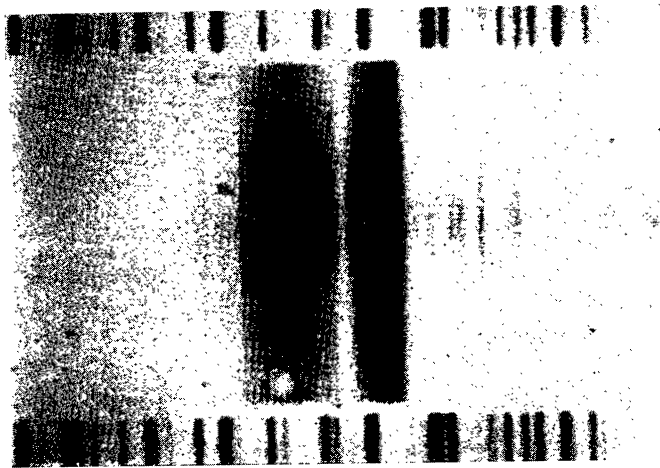


FIG. 8. — Bande (0 — 0) de CN (Cliché V 90) et transition $B^2\Sigma^- \rightarrow X^2\Pi$ de CH.

TABLE VI

BANDE 0 — 0 DU SYSTÈME A²Δ — X²Π DE CH.

INTENSITÉ	λ(Å)	IDENTIFICATIONS
1	4291,11	R ₂ cd (3) 4291,113 R ₂ dc (3) 4291,219
2	4292,07	R ₁ cd (3) 4292,046 R ₁ dc (3) 4292,119
3	4296,60	R ₂ cd (2) 4296,617 R ₂ dc (2) 4296,656
3	4297,93	R ₁ cd (2) + R ₁ dc (2) 4297,991
5	4300,26	R ₂ cd (1) + R ₂ dc (1) 4300,321
10	4303,77	R ₁ cd (1) + R ₁ dc (1) 4303,947
10 n	4312,65	Q ₂ d (3) 4312,592 Q ₂ d (2) + Q ₂ c (2) + Q ₂ c (3) 4312,706 + contribution possible de Q ₁ d (4) 4312,897 Q ₁ c (4) 4313,027
5	4313,79	Q ₁ c (3) 4313,658 Q ₁ d (3) 4313,587
8 n	4314,13	Q ₁ c + Q ₁ d (2) 4314,206
2 n	4328,80	P ₂ cd (3) 4328,829 P ₂ dc (3) 4328,915
2	4329,80	P ₁ cd (3) 4329,939 P ₁ dc (3) 4330,001
1 n	4333,70	P ₂ cd (4) 4333,842 P ₂ dc (4) 4334,000 P ₁ cd (4) 4334,658 P ₁ dc (4) 4334,778
1 n	4338,40	P ₂ cd (5) 4338,627 P ₂ dc (5) 4338,845 P ₁ cd (5) 4339,256 P ₁ dc (5) 4339,450

TABLE VII

BANDE 0 — 0 DU SYSTÈME 1¹Π — 1¹Σ DE CH⁺

INTENSITÉ	λ(Å)	IDENTIFICATIONS
1 n	4230	R (1) 4229,32
1	4232	R (0) 4232,54 Contribution probable de : Q ₁ (0 — 1) 4231,6 de CO ⁺
2	4237,5	Q (1) 4237,56
1	4248	P (2) 4247,57 Contribution possible de : R ₁ (2 — 0) 4248,9 de CO ⁺
1	4255	P (3) 4254,38
0	4264	P (4) 4262,13 ?

reviendrons plus loin. La figure 8 reproduit l'émission (0 — 0) du spectre V 90. La table VIII donne les longueurs d'onde mesurées et les intensités estimées. La table VIII inspire les remarques suivantes :

a) A l'emplacement de la tête de (1 — 1)

TABLE VIII

BANDE 0 — 0 DU SYSTÈME B ²Σ⁺ — X ²Σ⁺ DE CN

INTENSITÉ	λ (Å)	IDENTIFICATIONS
1	3852,29	R (26) 3852,410
0	3855,42	R (23) 3855,631
1	3856,29	R (22) 3856,668
0	3856,95	
1	3857,68	R (21) 3857,685
0	3858,50	R (20) { 3858,597 3858,686
1 n	3859,42	R (19) 3859,671
1	3860,44	R (18) 3860,605
1	3861,34	R (17) —
4	3862,34	R (16) 3862,484
5	3863,29	R (15) 3863,399
4	3864,19	R (14) —
6	3865,01	R (13) 3865,155
4	3865,91	R (12) 3865,989
7	3866,72	R (11) 3866,815
5	3867,56	R (10) 3867,662
8	3868,36	R (9) 3868,408
7	3869,09	R (8) 3869,180
5	3869,83	R (7) 3869,916
7	3870,56	R (6) —
4	3871,32	R (5) 3871,369
4	3871,95	R (4) 3872,050
4	3872,62	R (3) 3872,738
3	3873,31	R (2) 3873,373
2	3873,89	R (1) 3874,001
1	3874,62	R (0) 3874,612
1	3875,81	R ₁ (3 1/2) de CH?
1	3876,25	P (2) 3876,319
1	3877,38	P (4) 3877,353
1	3877,78	P (5) 3877,836
1	3878,27	P (6) 3878,302
3	3878,80	P (7) 3878,753
4	3879,21	{ P (8) 3879,186 P (9) 3879,580 P (10) —
6 nn	3880,03	{ P (11) 3880,330 P (12) —
4	3880,89	P (13) 3880,995
4 n	3881,44	{ P (14) 3881,300 P (15) 3881,575 3881,626
(tête) 6	3883	P (26)

(λ lab. 3871.43), il n'y a, dans la comète, ni intensité anormale, ni élargissement de raie. On peut observer, dans la comète, la raie R (6) inobservable au laboratoire à cause de la superposition de la tête de (1 — 1). De même on observe, dans la comète, R (17) à λ 3861.27, alors qu'en laboratoire, cette raie est cachée par la tête de (2 — 2). Au laboratoire, R (14) de (0 — 0) est superposée à une raie de (1 — 1); dans la comète, λ 3864.30 appartient exclusivement à (0 — 0).

b) Sur les spectres de laboratoire, la raie R (20) apparaît perturbée; la raie cométaire coïncide avec le centre de gravité des deux composantes.

c) La branche P n'est pas résolue en raies de rotation; seules les deux premières raies de rotation sont isolées. λ 3875.81 n'est pas due à CN; peut-être, s'agit-il de la raie $R_1 \left(3 \frac{1}{2}\right)$ de CH.

d) La tête P se trouve en P (28); en fait, dans la branche R, les raies deviennent déjà très faibles à partir de R (20).

La transition (0 — 1) apparaît nettement aussi

TABLE IX

BANDE (0 — 1) DU SYSTÈME $B \ ^2\Sigma^+ - X \ ^2\Sigma^+$ DE CN

INTENSITÉ	λ (Å)	IDENTIFICATIONS
0	4189,07	R (19) 4188,919 et 4188,880
0 n	4192,39	R (16) 4192,553
0	4193,72	R (15) 4193,727
1	4194,92	R (14) 4194,882
2	4195,90	R (13) 4195,942
1	4197,06	R (12) 4197,032
2	4198,09	R (11) 4198,092
1	4199,07	R (10) 4199,109
2	4200,17	R (9) 4200,102
1	4201,15	R (8) 4201,054
1	4202,05	R (7) 4201,989
1	4202,94	R (6) 4202,908
0	4203,85	R (5) 4203,770
0	4204,63	R (4) 4204,599
0	4205,36	R (3) 4205,407
1 m	4206,75	{ R (2) 4206,195 R (1) 4206,950 R (0) 4207,673
0	4209,62	{ P (1) 4209,032 P (2) 4209,663
1 (max.)	4211,98	{ P (6) 4211,901 P (7) 4212,392
2 (max. large)	4215,12	{ P (13) 4214,657 P (14) 4214,823 P (15) 4215,188
tête de bande	4215,85	{ P (17) 4215,545 P (18) 4215,684

sur plusieurs spectrogrammes. Comme dans (0 — 0), les raies de rotation de la branche R de (0 — 1) sont résolues, sur nos meilleurs clichés. Leur distribution d'intensité est semblable à celle qui est observée pour (0 — 0); ceci correspond évidemment au fait que les niveaux excités sont les mêmes pour (0 — 0) et (0 — 1).

La table IX donne les longueurs d'onde mesurées et les intensités estimées.

Comme l'a montré P. SWINGS, la structure particulière de la bande de CN est due à l'influence des raies de Fraunhofer solaires dans l'excitation fluorescente des molécules cométaires. Des travaux ultérieurs de A. MCKELLAR, de J. HUNAERTS et de P. SWINGS ont montré que l'on pouvait ainsi rendre compte des profils des diverses bandes cométaires, à condition d'y associer une température fictive de rotation. Pour CN, HUNAERTS a adopté $T_{\text{rot}} = 375 \cdot r^{-1/2}$ °K. Le fait que, en gros, la bande (0 — 0) de CN est plus étroite dans 1959 *k* que dans 1957 *d* est essentiellement dû à ce que T_{rot} est plus faible pour 1959 *k* étant donné la distance héliocentrique plus grande de cette comète. Quant aux différences de détails, elles résultent essentiellement de la différence entre les vitesses radiales des deux comètes, par rapport au soleil. Le profil d'une bande cométaire dépend, en effet, d'une manière extrêmement sensible de la vitesse radiale.

Pour 1959 *k*, les vitesses radiales par rapport au soleil, lors des observations de CN à grande résolution étaient

22 avril 1960 : + 29.47 km/sec ;
24 avril 1960 : + 29.63 km/sec ;
26 avril 1960 : + 29.65 km/sec.

alors que, pour 1957 *d*, elle était de 34,75 km/sec. Une différence de 5 km/sec, correspondant à un décalage d'environ 0.065 Å, modifie considérablement les profils. Elle peut, en effet, changer l'intensité excitatrice de plus de 50 % lorsque, comme c'est le cas pour plusieurs raies de rotation, la longueur d'onde de la raie « excitatrice », compte tenu du décalage dopplérien, est très proche d'une raie de Fraunhofer.

Provisoirement, la discussion de l'effet SWINGS doit se baser sur l'Atlas Photométrique du Spectre Solaire de MINNAERT, MULDER et HOUTGAST. Malheureusement, pour l'interprétation des détails des profils de bandes cométaires, l'Atlas ne suffit pas. Pour déterminer avec précision l'intensité excitatrice pour une raie cométaire, compte tenu de la vitesse radiale, un Atlas solaire plus précis et de résolution plus grande est nécessaire. Grâce à l'aide amicale du Dr. MOHLER, nous avons

reçu de l'Observatoire McMATH des enregistrements directs, de haute résolution qui permettront l'étude plus détaillée des profils, ainsi que de l'effet Greenstein dont il sera question plus loin.

Si on se contente d'une application qualitative de l'effet SWINGS, on peut simplement partir du profil synthétique calculé par HUNAERTS pour la comète 1957 *d* et le modifier en tenant compte de la différence de température rotationnelle et des changements des diverses intensités excitatrices (branches P et R) causés par la différence de vitesse radiale. On peut expliquer aisément ainsi des observations frappantes telles que les suivantes : la raie R la plus intense de 1959 *k* est R (9), alors que c'est R (7) pour 1957 *d* ; la raie R (17) est très faible dans 1959 *k* ; etc...

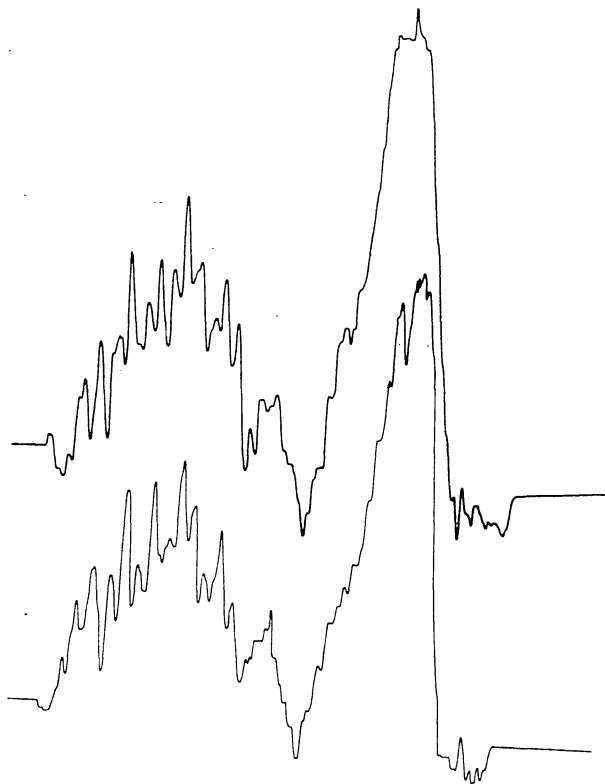


FIG. 9. — Illustration de l'effet Greenstein.

Une autre source de difficulté pour l'étude précise des profils est l'incertitude sur la vitesse radiale. Les éléments de l'orbite nous fournissent, en effet, seulement la vitesse radiale du noyau de la comète ou du centre de gravité de l'image de la tête. Mais différentes parties de la tête et, *a fortiori*, de la queue peuvent avoir — et, en fait, ont — des vitesses radiales différentes. Des mouvements différentiels ont été observés à maintes reprises dans

les têtes des comètes (halos se détachant du noyau) et, pour les queues, c'est la règle générale. En fait, l'effet Greenstein nous apporte la preuve spectroscopique des mouvements différentiels au voisinage immédiat du noyau. Si on maintient l'image du noyau à mi-hauteur de la fente du spectrographe, on observe dans le spectre — surtout pour CN, mais également pour CH — des différences d'intensité entre le « haut » et le « bas » d'une même raie de rotation, ces différences pouvant, d'ailleurs, varier d'une raie à l'autre (fig. 9). Il en résulte que les intensités relatives des raies, au sein d'une même bande, ne sont pas les mêmes de part et d'autre du noyau ou, plus généralement, en différentes régions de la tête. Cette variation des intensités relatives s'explique bien en admettant des différences de vitesse radiale (par rapport au soleil) d'un point à l'autre de la tête de la comète. De faibles différences de vitesse radiale (1 ou 2 km/sec) peuvent produire un effet appréciable. J. HUNAERTS a proposé l'existence d'une rotation de la tête. Cette hypothèse ne nous paraît pas compatible avec nos observations et nous penchons plutôt vers l'hypothèse d'éjections radiales de molécules à partir du noyau. Des vitesses radiales de l'ordre de 1 km/sec ont été suggérées depuis longtemps ; elles sont de l'ordre requis pour expliquer l'effet Greenstein. Ces hypothèses pourront certainement être discutées, en comparant très soigneusement les effets Greenstein de diverses comètes. Dans ce but, des clichés à haute résolution de (0 — 0) CN continueront à être obtenus à l'OHP pour les futures comètes brillantes.

Une étude plus détaillée qui sera poursuivie semble révéler des mouvements irréguliers de gaz dans la tête.

Lors de prochaines observations, il serait souhaitable de pouvoir « explorer » toute la tête au moyen de « longs » spectrogrammes suffisamment dispersifs pour résoudre la branche R (0 — 0).

Sur nos clichés de 1959 *k*, l'effet Greenstein dans la bande CN (0 — 0) ⁽¹⁾ se marque nettement sur les raies R (11) et R (7) et, moins nettement, sur R (14) et R (13).

R (11) est nettement moins intense dans la partie inférieure du spectre que dans la partie supérieure. Si l'énergie solaire excitatrice dans la branche R n'est pas affectée appréciablement par un faible déplacement dopplérien, en revanche l'excitation dans la branche P varie très fortement pour un déplacement de quelques centièmes d'Å vers le rouge. C'est l'effet de vitesse radiale sur l'absorp-

⁽¹⁾ En effet, l'effet Greenstein est aussi visible dans la bande (0 — 0) de $A^2\Delta \rightarrow X^2\Pi$ de CH.

tion de P (13) qui modifie l'intensité cométaire de R (11) dans 1959 *k*. Dans 1957 *d*, P (13) tombe sur un maximum du spectre solaire et il en résulte que R (11) sort du minimum. De cette observation, on déduit que la vitesse radiale de la partie inférieure (c'est-à-dire vers le soleil) est plus faible que celle de la partie supérieure.

R (7) est moins intense « en-dessous ». Dans ce cas, les excitations par R (7) et P (9) sont toutes deux réduites, d'au moins 20 %, pour un déplacement d'environ 0.05 Å vers le rouge, confirmant le résultat pour R (11).

Les autres effets observés dans la branche R peuvent aussi trouver une explication par un effet de vitesse radiale. En fait, on constate également une différence de profil d'ensemble de la branche P entre les parties supérieure, centrale et inférieure du spectre (fig. 9).

REMARQUES DIVERSES

La séquence $\Delta v = +1$ des bandes de Swan révèle une belle structure fine sur plusieurs clichés. Celle-ci sera étudiée ultérieurement, en comparaison avec d'autres comètes récentes.

Quelques raies très « courtes », dues à NH_2 sont observées entre les séquences de Swan. D'autres raies faibles, non interprétées, apparaissent, par exemple en $\lambda\lambda$ 4623.1, 4641.3 et 4646.4. Toutes ces émissions seront examinées ultérieurement, lors d'une comparaison entre spectres de comètes récentes. Il en sera de même des maxima d'intensité (« émissions courtes ») apparaissant du côté des courtes longueurs d'onde de CN (0 — 0) et probablement dues à C_3 .

La variation du spectre de $r = 0.77$ à $r = 1.09$ UA est conforme au cas général, décrit dans l'Atlas of Representative Cometary Spectra.

BIBLIOGRAPHIE

- DIEKE G. H. and CROSSWHITE H. M., Nov. 1948, *The John Hopkins University*, Bumblebee Series, Report, n° 87.
- DIXON R. N., 1959, *Can. J. Phys.*, **37**, 1171.
- DOUGLAS A. E., 1951, *Ap. J.*, **114**, 466.
- FUNKE G., 1935, *Z. f. Phys.*, **96**, 787.
- FUNKE G., 1936, *Z. f. Phys.*, **101**, 104.
- GREENSTEIN J. L., 1958, *Ap. J.*, **128**, 106.
- HUNAERTS J., 1953, *Mém. Soc. R. Sc. Liège*, **13**, 59.
- HUNAERTS J., 1957, *Mém. Soc. R. Sc. Liège*, **18**, 82.
- KIESS N. H., BROIDA H. P., 1957, *Mém. Soc. R. Sc. Liège*, **18**, 544.
- ROEMER E., 1960, *Pub. A. S. P.*, **72**, 322.
- SWINGS P., 1948, *Ann. Astr.*, **11**, 124.
- SWINGS P., ELVEY C. T., BABCOCK H. W., 1941, *Ap. J.* **94**, 320.
- SWINGS P., HASER L., 1956, Atlas of Representative Cometary Spectra, Liège.