

東京大学大学院新領域創成科学研究科

複雑理工学専攻

令和二年度

修士論文

地球周回衛星による極端紫外スペクトルを用いた

彗星活動度に関する研究

2021年3月5日

指導教員 吉岡和夫講師

野村 香菜枝

要旨

彗星の多くは約 46 億年前の太陽系形成時の情報を保持していると考えられており、太陽系形成時の物質分布や温度環境を知るために非常に重要である。彗星核の近傍をとりまく大気成分に相当するコマに含まれる分子や原子の発光から、それぞれ解離する前の親分子の生成率を導出できる。この彗星核の活動度を表す指標（分子生成率）を様々な彗星の間で比較し、系統的な特徴を見出すことで太陽系形成初期の環境に関する理解が進むと考えられている。

本研究では、地球周回衛星ひさきによって観測された非周期彗星 C/2013 US10 Catalina の極端紫外スペクトルデータを解析し、 H_2O 、 CO の生成率を導出した。また過去の彗星観測との比較を通して Catalina 彗星の特徴について議論した。

「ひさき」は高度約 1000 km の地球周回衛星であるため、地球を取り巻く大気発光（ジオコロナ）が観測データに含まれてしまう。彗星のコマの主成分はジオコロナと等しく H 、 O であることから、まず観測データから適切にジオコロナの影響を取り除き、彗星に由来する輝線の抽出を目指した。そのために、観測時間に依存するジオコロナの変動を確認し、ひさき衛星がローカルタイム (LT) 15 時以降にいる時に、急激に増光することを確認した。この影響を排除するため、LT15 時以降に観測したデータを除去し、彗星の輝線を抽出した。

$\text{Ly-}\beta$ 輝線を用いて導出した Catalina 彗星の H コラム密度の日変化を確認したところ、近日点通過後に極大値が見られた。このような現象は過去の異なる彗星観測においても報告されており、その要因として太陽光の一時的な増大に伴う H 輝線の増光、もしくは核からの突発的なガス放出が挙げられる。今回の観測時の太陽活動度は安定していたため、太陽光の増大に伴う増光ではないと言える。したがって、核から突発的なガス放出が起きたと推測した。

将来の彗星探査ミッション Comet Interceptor では長周期、もしくは非周期彗星の $\text{H Ly-}\alpha$ 観測を目指し望遠鏡の設計を行っているため、Catalina 彗星（非周期）の $\text{Ly-}\alpha$ 発光について調べた。ひさき衛星では検出器の劣化により $\text{Ly-}\alpha$ の本来の強度が得られないため、異なる量子状態遷移に伴う発光である $\text{Ly-}\beta$ 、 $\text{Ly-}\gamma$ 輝線から、 $\text{Ly-}\alpha$ の発光強度を類推した。この値は $\sim 2 \times 10^5$ Rayleigh となり、他と比べてかなり明るい彗星であることが分かった。

観測データをもとに、分子生成率を求めるために 2 分子版 Haser モデルを用いた。その結果、 H_2O 生成率が $(3.0 \pm 0.1) \times 10^{30}$ molecule/s と求められた（下限値は一般的な Haser モデルより 8.0×10^{29} molecule/s と求められた）。また CO 輝線から CO 生成率は $(6.7 \pm 0.6) \times 10^{28}$ molecule/s と導出された。したがって $\text{CO}/\text{H}_2\text{O}$ 比は約 0.02 と得られた。過去に観測された彗星と比較したところ、他彗星より低い値であった。しかし H_2O 生成率、 CO 生成率の絶対値をそれぞれ比較したところ、他の彗星に比べて高い値であり、 CO が枯渇している訳では無いと考えた。共に他彗星よりも高い値であったことから Catalina 彗星が形成時に冷えた環境で形成されたか、もしくは Catalina 彗星の核自体が極めて大きく、分子放出領域が大きかったと考えられる。

内容

1	イントロダクション.....	4
1.1	太陽系の形成.....	4
1.2	彗星の分類.....	5
1.3	彗星の化学組成.....	6
1.4	過去の彗星観測.....	8
1.4.1	地上観測.....	8
1.4.2	地球周回観測.....	8
1.4.3	近接観測.....	9
1.4.4	Comet Interceptor.....	10
1.5	本研究の目的.....	11
2	彗星の活動度.....	12
2.1	彗星活動度とは.....	12
2.2	コマ中の原子・分子発光の物理過程.....	12
2.3	彗星の分子生成率.....	13
2.4	分子生成率を表現する理論モデル.....	13
2.4.1	Haser モデル.....	13
2.4.2	2分子版 Haser モデル.....	17
3	本研究で利用する極端紫外光データについて.....	18
3.1	ひさき衛星について.....	18
3.1.1	ひさき衛星の極端紫外光データについて.....	18
3.1.2	検出器の劣化について.....	21
3.1.3	EUUV star の混入.....	21
3.2	ひさき衛星で観測した彗星.....	22
4	解析手法.....	24
4.1	ジオコロナ由来の光の除去.....	24
4.1.1	ジオコロナのローカルタイム依存性.....	25
4.2	発光強度.....	26
4.2.1	太陽光共鳴散乱と電子衝突反応.....	26
4.2.2	発光強度.....	26
4.3	g-factor の導出.....	27
4.4	発光強度からコラム密度への変換.....	28
4.5	導出したコラム密度の誤差評価.....	28
5	結果.....	30
5.1	2次元スペクトル画像.....	30

5.2	輝線	32
5.2.1	H 輝線.....	33
5.2.2	O 輝線.....	38
5.2.3	CO 輝線、C 輝線.....	39
5.3	H コラム密度の時間変化	41
5.4	H ₂ O 生成率の導出.....	43
6	考察	46
6.1	過去の観測例との比較	46
6.2	彗星の活動度の比較	48
6.2.1	短周期・長周期彗星の違い.....	48
6.3	Catalina 彗星の形成環境に関する示唆.....	50
7	まとめ	51
	Appendix.....	52
	参照文献	59
	謝辞	65

1 イントロダクション

1.1 太陽系の形成

太陽系は約 46 億年前に、低温のガスと固体微粒子からなる星間分子雲から誕生した。分子雲は回転しながら収縮し円盤状になり、その中心に原始太陽が誕生した。その後、原始太陽の周囲に形成された円盤の中で固体微粒子が集まり「微惑星」が形成された。熱源である太陽から近い領域では主に難揮発性の塵から成る岩石微惑星、十分に遠い領域（水が固体として存在する 2.7 au¹以遠）では氷を含む氷微惑星が形成されたと考えられている。これら微惑星は合体衝突を繰り返しながら成長し、最終的に現在の惑星系が形成された（図 1）。一方で氷微惑星形成領域のなかで、成長した惑星の重力摂動により太陽系の外側へ至る軌道に変化した微惑星や、海王星より外側の領域で惑星の成長途中で取り残された微惑星が彗星となる [Ehrenfreund *et al.*, 2004]。したがって彗星は、太陽系天体の成長過程に取り残され、太陽の熱による表層進化や全球熔融等の影響を受けておらず、惑星とは異なり太陽系形成初期の情報を保持していると考えられている。

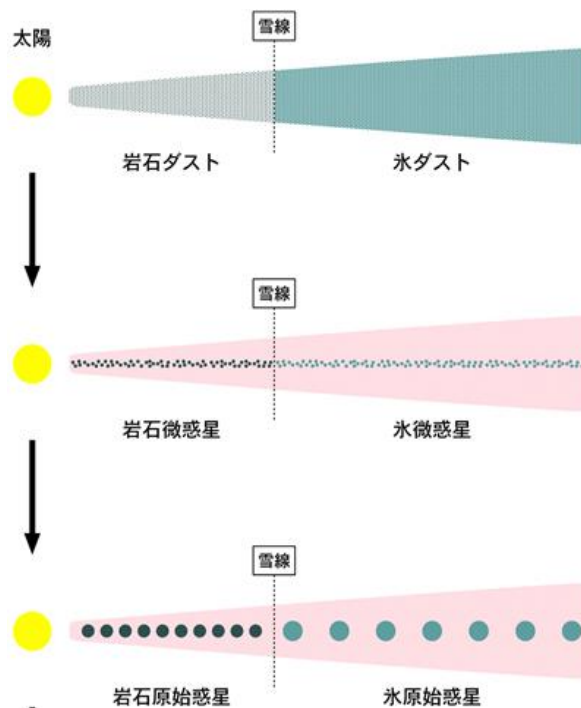


図 1: 太陽系形成過程の模式図 (理科年表オフィシャルサイトより)

¹au (天文単位): 太陽と地球の平均距離 (約 1 億 5000 万 km) を 1 au と定義する。

1.2 彗星の分類

彗星は周期彗星と非周期彗星に大別される (表 1)。周期彗星は軌道離心率が 1 未満の楕円軌道を持ち、非周期彗星は軌道離心率 1 以上の放物線・双曲線軌道を持つ。非周期彗星は太陽に近づいた後に二度と戻ってくることはない。また、周期彗星の中でも、周期が 200 年以上のものを長周期彗星、200 年以下のものを短周期彗星と呼ぶ。さらに、短周期彗星の中でも木星重力により軌道の摂動を受けた周期 20 年以下の彗星は木星族 (Jupiter Family) と分類される。

長周期彗星 (非周期彗星)・短周期彗星の起源はそれぞれ異なり、前者はオールトの雲、後者はエッジワース・カイパーベルトが起源だと考えられている。オールトの雲とは、太陽から 1~10 万 au 離れたところに太陽を取り囲む様に球殻上に分布している小天体の群れである。オールトの雲の天体は、太陽系形成時に木星・土星・天王星・海王星といった巨大惑星が誕生した領域で重力摂動を受け、太陽から非常に離れた遠日点をもつ離心率の大きな軌道をとる。一方で、エッジワース・カイパーベルトの天体は、海王星軌道よりも外側にあった微惑星が大きく軌道変化せず現在に至ったものである [Duncan *et al.*, 2004]。したがって彗星が形成された領域は木星軌道付近から海王星軌道以遠までと広範囲に渡っていた可能性が高い。このことが、後述される彗星の氷や塵の成分比等に多様性が見られる原因と考えられる。

表 1: 彗星の軌道による分類

分類		周期	起源
周期彗星	短周期彗星	< 200 年	エッジワース・カイパーベルト
	長周期彗星	\geq 200 年	オールトの雲
非周期彗星		-	

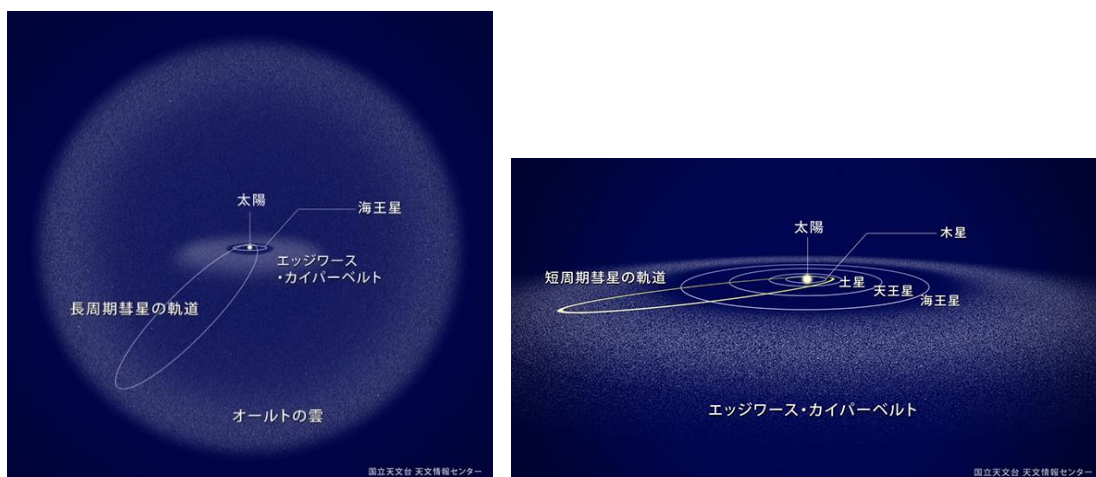


図 2: オールトの雲 (左)、エッジワース・カイパーベルト (右) の模式図 (国立天文台 HP より)

1.3 彗星の化学組成

彗星は核と、核から放出された揮発性物質が形成する大気のコマ、ダストの尾、イオンの尾で構成されている。核本体はかんらん石や輝石といったケイ酸塩鉱物からなる難揮発性の塵と、揮発性の氷から構成されている。一般的に核の大きさは直径数 km ~ 数 10 km、コマの大きさは数 10 万 km ~ 100 万 km に及ぶ。また、太陽から遠方の低温領域では物質が氷として存在しているのに対して、太陽に近い高温領域では昇華する。この境界をスノーライン (雪線) と呼ぶ。太陽系において H_2O のスノーラインは太陽から 2.7 au (火星と木星の間) となる。スノーラインの外側では H_2O を昇華させるエネルギーを太陽から得られず核は冷凍状態であり、スノーラインを超えて太陽に近づくと H_2O の昇華が始まる。なお、より揮発性の高い CO や CO_2 は太陽から約 30 au の距離で既に昇華が始まっている。

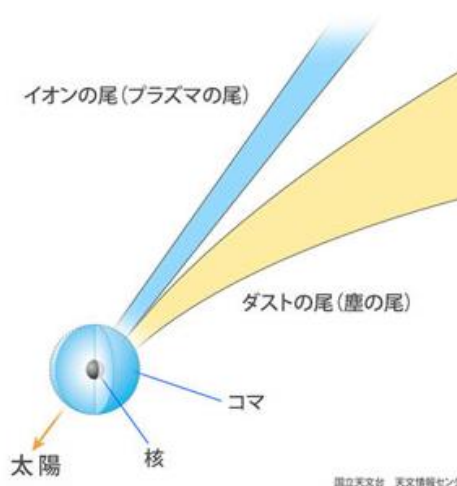


図 3: 彗星の構造を表す模式図 (国立天文台 HP より)

彗星の核は約 80 %が水 (H_2O)、残り 20 %が二酸化炭素 (CO_2)、一酸化炭素 (CO) と少量の有機物 (H_2CO , CH_3OH , HCOOH 等) であり、これにケイ酸塩鉱物からなるダストが混ざっている (表 2)。彗星を構成する物質の化学組成比を知ることで、原始太陽系円盤中の酸化環境や温度環境が推定できると考えられている [Ootsubo *et al.*, 2012]。本研究では特に、彗星の主要成分である H_2O , CO_2 , CO の昇華温度の違いから $\text{H}_2\text{O}/\text{CO}_2/\text{CO}$ 比が形成時の温度環境を反映し、 CO_2/CO 比が酸化反応の環境を反映する点に着目する。

表 2: 典型的な彗星氷の組成比 ($\text{H}_2\text{O} = 100$) [Festou *et al.*, 2004]

分子	組成比
H_2O	100
CO	1~20
CO_2	3~20
H_2CO	0.1~4
CH_3OH	1~7
HCOOH	~0.05
HCOOCH_3	~0.05
HNCO	0.1
NH_2CHO	~0.01
CH_4	~0.6
C_2H_2	0.1~0.3
C_2H_6	~0.3
NH_3	0.5~1.0
HCN	0.05~0.2
HNC	0.01~0.04
CH_3CN	0.01~0.1
HC_3N	~0.03
H_2S	0.2~1.5
H_2CS	~0.02
OCS	0.2~0.5
SO_2	~0.1
SO	~0.5
CS	0.2
S_2	0.005

1.4 過去の彗星観測

彗星は、望遠鏡が発明される以前の古代より世界各地で肉眼により観測されてきた。例えば、最も有名な 1P/Halley は紀元前 239 年には存在が確認されている。1970 年代に分光観測が始まって以降、彗星は紫外線・電波・赤外線など幅広い波長領域で観測されてきた [Cochran *et al.*, 2015]。また、地上観測・地球周回観測・近接観測の主に 3 種類の手法により多面的な観測がされてきた。特に、彗星は太陽近傍の我々が観測できる位置まで訪れる機会が少ないため、絶好の機会を逃さない様に、同時に複数の波長領域・手法で観測されることが多い。幅広い波長領域による観測、彗星近傍観測、遠方観測のデータを照らし合わせることでその彗星の理解を深めようとしている。以下では観測手法に分け、代表的な過去の観測について例を挙げる (表 3)。

1.4.1 地上観測

大気による吸収を避けるため、地上観測では可視光・電波・赤外線が主に用いられる。例えば、ハワイのマウナケア山頂 (標高 4200 m) にある国立展望台すばる望遠鏡では数多くの彗星を赤外観測している。彗星核から放出された分子の多くは、回転・振動遷移に伴う輝線を赤外領域に持っているため赤外観測では彗星コマ中の分子の情報が分かり、核からの放出物の区別や粒子の大きさを推定できる。2003 年には H₂O のスノーラインより遠方の、太陽から 3.5 au 離れた C/2002 T7 LINEAR を観測し、コマ中の氷粒を発見している。また、NASA の Deep Impact 探査 (後述) 時には地上から同時観測を行い、彗星核の近傍に観測された衝突放出物の中に物質的な層状構造を発見した。これは彗星の核内部の成層構造に対応していると考えられ、核の表面は炭素質の微小な粒子を多く含む層で覆われ、その下ではシリケート粒子が豊富であるという結果を得た [Kando *et al.*, 2007]。また Shinnaka *et al.*, 2020 では、21P/Giacobini-Zinner を観測し、得られた O 輝線から彗星の CO₂/H₂O 比を導出した。この比から CO₂ が他彗星よりも少なく、温暖な環境で形成された彗星であると判明した。2018 年には、地球の成層圏を飛ぶ ESA の航空機 SOFIA (the Stratospheric Observatory For Infrared Astronomy) から 46P/Wirtanen の H 同位体比を赤外線観測した [Lis *et al.*, 2019]。また、地上からの観測の難題点は、地球大気が厚く、ノイズが大きいことである。バックグラウンド (BG) を除去することが最も難しいとされている。

1.4.2 地球周回観測

地球周回衛星を用いた宇宙空間からの観測では、可視光・赤外線・紫外線・X 線等が用いられる。2006 年に打ち上げられたあかり衛星では、赤外線観測によって長周期・短周期合わせて 18 個の彗星が観測され、H₂O, CO₂, CO の生成率を導出している [Ootsubo *et al.*, 2012]。

紫外線は地球大気による吸収が大きいので、地上からの観測はできず、飛翔体を用いた宇宙空間からの観測が必須になる。紫外線を用いた観測では、主に彗星のコマ中の原子から来る光を取得できる。特に、彗星の組成や進化を考える上で重要な原子である H, O, C の情報を得られるのが紫外観測の利点である。1970 年代に OAO-2 (the Orbiting Astronomical Observatory 2) により

初めて紫外線による彗星観測がされた。この観測では、C/1969 Y1 Bennet のコマ中の CN 輝線、O 輝線、OH 輝線と H 輝線 (Ly- α) が検出され Ly- α の発光強度は 2 - 40 k Rayleigh, OH は H 輝線よりも強い強度が得られた [Code *et al.*, 1972; Bertaux *et al.*, 1973]。1978 - 1996 年の間には NASA, ESA, 英国により打ち上げられた紫外線観測衛星 IUE (International Ultraviolet Explorer) により 50 個以上の彗星が観測され、コマ中に硫黄分子の発見がされている。1990 年からは、NASA, ESA により打ち上げられたハッブル宇宙望遠鏡 HST (Hubble Space Telescope) で数多くの彗星を観測している。例えば Deep Impact 探査で 9P/Tempel 1 の核にターゲットを衝突させる実験があり、同時に HST でも観測した。衝突直後に出土した物質の CO/H₂O 比がコマのもととなる核表層の CO/H₂O 比と違いが無いことを示唆した [Feldman *et al.*, 2006]。1999 年に打ち上げられた FUSE (Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer) では 4 つの彗星 (C/1999 T1 McNaught-Hartley, C/2001 A2 LINEAR, C/2000 WM1 LINEAR, C/2001 Q4 NEAT) が観測された [Feldman *et al.*, 2009]。この観測では H, O, CO, H₂, N の輝線を検出している。新たに CO の Hopfield-Birge バンドの輝線を検出し CO/H₂O 比を導出している [Feldman *et al.*, 2002]。

1.4.3 近接観測

探査機による近接観測は 1985 年の 1P/Halley の回帰を迎えるにあたり各国で計画・遂行されたものが初めてである。その中で史上初めて近接探査がなされた彗星は、アメリカの ICE (International Cometary Explorer) が Halley 彗星に向かう際に観測した 21P/Giacobini-Zinner である [A'Hearn *et al.*, 1986]。Halley 彗星観測に向け、日本のさきがけ・すいせい、旧ソ連とフランスの Vega 1 および Vega 2、ESA の Giotto、アメリカの ICE の計 6 機の探査機が Halley 彗星に向かった。Giotto は地上観測からは観測出来なかった彗星核の撮像に初めて成功した。また、すいせいによって核の自転周期の導出等多くの成果を得ている。他にも 2001 年にアメリカの探査機 Deep Space 1 により 19P/Borrelly、2004 年にアメリカ探査機 Stardust により 81P/Wild、2005 年にアメリカ探査機 Deep Impact により 9P/Tempel 1、2010 年に 103P/Hartley、そして 2014 年に ESA による探査機 Rosetta で 67P/Churyumov-Gerasimenko がフライバイ観測されている。計 7 個の彗星が近接観測されており、いずれも彗星核に関する新しい発見がされている。例えば、Rosetta では、極端紫外光を用いた観測により、核近傍では電子衝突が支配的な原子発光過程だと分かった [Feldman *et al.*, 2018]。また最近では 67P/Churyumov-Gerasimenko の核が予想以上に低密度であったことも発見されている。なお、これまで近接観測の対象となった彗星は全て短周期である。長周期彗星 (非周期彗星) のフライバイ観測をするために ESA 主導で現在 Comet Interceptor というミッションが計画されている。

表 3: 代表的な過去の彗星観測と主な成果

ミッション名・観測器	観測手法	観測年	観測対象の彗星	主な成果
すばる望遠鏡	地上・赤外線 /可視光	2000年 ~	C/2002 T7 LINEAR 9P/Tempel 1, 21P/Gicobini-Zinner など	コマ中の氷粒の発見・CO ₂ /H ₂ O 比の導出など
あかり衛星	地球周回・赤外	2006 ~2011年	22P/Kopff, 67P/CG, 81P/Wild 2 など	様々な分子の生成率比の導出
SOFIA	飛行機・赤外	2018年	46P/Wirtanen	H 同位体比 (D/H 比) の観測
FUSE	地球周回・紫外	1999年 ~2007年	C/1999 T1 McNaught-Hartley, C/2001A2 LINEAR, C/2000WM1 LINEAR, C/2001 Q4 NEAT	CO 輝線の発見
Rosetta	近接・紫外	2015年	67P/Churyumov-Gerasimenko	核近傍での発光物理過程の理解・核の形状

1.4.4 Comet Interceptor

現在、ESA と JAXA によって長周期彗星または Dynamically New Comet (DNC) を観測対象とした Comet Interceptor というミッションが計画されている。長周期彗星や DNC の近接観測は初めての試みである。DNC とは、太陽系形成初期に大きく太陽から遠ざけられた後に、極めて長い軌道周期 (数億年) を経て初めて太陽に接近してくる彗星を指す。短周期彗星の場合、太陽光による加熱の影響で核表面が変性しているのに対し、DNC は核の形成以後、太陽光加熱の影響を受けていないため、太陽による宇宙風化を免れており、太陽系で最も始原的な天体であると考えられている。したがって、DNC を詳しく観測することで太陽系初期の詳細な情報が得られるはずである。Comet Interceptor は 2020 年代末に打ち上げられる予定で、地球-太陽系の第 2 ラグランジュ点 (SEL2) にて探査機を待機させる。地上の大型望遠鏡を用いた連続観測を通して、探査可能な長周期彗星 (もしくは DNC) の到来を検知し、約半年かけて近づいて行き、フライバイ観測する。

1.5 本研究の目的

彗星のコマ中では、核から分子が放出された後、太陽光による光解離や光電離をして最終的には全ての分子が原子になりイオンになる。したがって、彗星のコマ全体を観測し、原子からの紫外発光を取得することでコマの分子・原子の解離する物理過程が理解できると考えられている [Tozzi *et al.*, 1998]。また、原子の発光から解離前の分子の生成率が分かる。そこで本研究では、コマ中の分子・原子の解離する物理過程が良く理解できる極端紫外光を用いた、ひさき衛星による彗星の観測データを解析する。ひさき衛星では、コマ全体を極端紫外領域 (52 – 148 nm) で分光観測している。この波長範囲には、彗星の主要成分である H の強度の強い Ly- α , Ly- β , Ly- γ 輝線が含まれているほか、C, O などの輝線も含まれており、これらの原子の空間分布や長期間の光度変化の情報が得られる。

本研究では、太陽系形成初期の情報を得るため、始原的な天体である彗星に着目した。ひさき衛星により観測された彗星の極端紫外スペクトルデータを用いる。ひさき衛星は地球周回衛星 (高度 950~1150 km) のため、地球大気光 (ジオコロナ) も観測データに含まれてしまう。ジオコ罗纳は主に H, O の発光が強く、これは彗星の主要要素 H₂O と等しい。このため、まずジオコ罗纳由来の H, O の光量を評価して観測データから取り除き、彗星本来の輝線を抽出する必要がある。抽出したデータから H, C, O 輝線また CO 輝線の発光強度を導出し、彗星コマ中の分子生成率を導出する。これらの比と過去の彗星観測例との比較を通し、Catalina 彗星の特徴について理解することを目指す。最終的には、太陽系形成初期の酸化環境や彗星の熱史を理解することを目標としている。

また、2020 年代後半の打ち上げに向けて開発が進められている彗星観測ミッション Comet Interceptor に搭載する撮像装置の仕様検討のために、コマの H Ly- α 輝線の強度分布情報の取得を目指している。

2 彗星の活動度

2.1 彗星活動度とは

彗星は太陽に近づき核から揮発性ガスを放出するが、この放出率は彗星により異なる。本論文では、核から放出される分子の生成率が低いと彗星の活動度も低く、生成率が高いと活発的な活動度の高い彗星であると考えている。したがって本研究では、分子生成率を用いて彗星の活動度の比較を試みる。

2.2 コマ中の原子・分子発光の物理過程

彗星のコマは核から揮発性物質が昇華してきたガスと核から放出された難揮発性物質からなる塵から構成されている。この2つは核近傍では一体となって連動する。核近傍ではコマの空間密度が高く、ガスと塵の衝突が生じるため関与し合う。しかし、核より遠方に行くにつれ空間密度は小さくなり互いに影響を及ぼさなくなる。この関与し合う距離は核から数 100 km~数 1000 km であると考えられている。よって、観測結果にガスと塵の動きを考慮しなければならないのはフライバイ観測など核近傍に近づいて観測した時である。ひさき衛星では 1.6 au 離れた距離から観測しているため塵が到達する距離よりはるか上空を観測している。そのため塵の動きは考慮しない。

彗星コマのガスの発光過程は大きく分けて太陽光共鳴散乱と電子衝突反応の二つに分かれている (詳細は 4.2.1)。電子衝突反応はコマの密度が高い核近傍で起こり、コマの外側では太陽光共鳴散乱が支配的であると考えられている。以下、太陽光共鳴散乱で得られた光だと仮定を置いて議論を進める。

彗星コマ中の分子 (親分子) が太陽光により崩壊すると、原子 (娘原子) が生成される。娘原子はやがて太陽光により電離する。コマ中の化学反応式を表 4 に記す。ここで彗星のコマ中には主要要素である H_2O , CO , CO_2 が豊富であるとしてこれらの化学反応について限定して議論する。

表 4: 彗星コマ中の分子・原子の化学反応式と解離率

[Rubin *et al.*, 2009; Huebner *et al.*, 1992]

光解離反応	光解離率 [s^{-1}]
$H_2O + hv \rightarrow H + OH$	1.64×10^{-5}
$H_2O + hv \rightarrow O + H_2$	2.22×10^{-6}
$OH + hv \rightarrow H + O$	1.08×10^{-5}
$CO + hv \rightarrow C + O$	5.18×10^{-7}
$CO_2 + hv \rightarrow CO + O$	2.00×10^{-6}
$OH + hv \rightarrow OH^+ + e$	3.94×10^{-7}
$OH + hv \rightarrow H^+ + O + e$	5.36×10^{-8}
$OH + hv \rightarrow O^+ + H + e$	5.36×10^{-8}
$H + hv \rightarrow H^+ + e$	1.20×10^{-7}
$H_2O + hv \rightarrow H_2O^+ + e$	5.42×10^{-7}
$O + hv \rightarrow O^+ + e$	3.45×10^{-7}
$C + hv \rightarrow C^+ + e$	6.74×10^{-7}
$CO + hv \rightarrow CO^+ + e$	6.25×10^{-7}
$CO + hv \rightarrow C^+ + O + e$	4.77×10^{-8}
$CO + hv \rightarrow O^+ + C + e$	3.94×10^{-8}

2.3 彗星の分子生成率

現在約 6 千個以上の彗星の存在が確認されている。惑星とは異なり多数存在するため、彗星を一つ観測してもその一つから太陽系形成初期の情報を得ることは難しい。多数の彗星観測の結果を比較するためや、彗星の活動度を表す指標として分子生成率 (放出率) が多く主流に用いられている。分子生成率とは、単位時間当たりに彗星の核から放出される分子の数で表される。

2.4 分子生成率を表現する理論モデル

分子生成率を導出するための彗星コマ中のガスモデルについて述べる。

2.4.1 Haser モデル

Haser モデルとは、核からの分子放出率の仮定をもとに、彗星コマ中の分子 (原子) の空間分布を表現するモデルである。Haser モデルはコマ中の分子の光解離過程について、以下の仮定を置いている [Haser, 1957; Combi *et al.*, 2004]。

- (1) ある親分子からは、ただ一種類の娘分子のみが生成される。
- (2) ある娘分子は、ただ 1 種類の親分子のみから生成される。
- (3) 光解離過程において、分子・原子の運動方向は変化しない。

これらの仮定のもとで、親分子 (例えば CO) の光解離によって生じる娘分子 (例えば C) の数密度は、核の中心からの距離 r の関数として、式 (2-1) のように表される。 $Q, v_p, v_d, \gamma_p, \gamma_d$ はそれ

ぞれ、ガスの生成率、親分子の速度、娘分子の速度、親分子のスケール長 ($v_p \times \tau_p$, τ_p は親分子の寿命)、娘分子スケール長 ($v_d \times \tau_d$, τ_d は娘分子の寿命) である。

$$n_d(r) = \frac{Q}{4\pi v_p r^2} \times \frac{v_p}{v_d} \times \frac{\gamma_d}{\gamma_d - \gamma_p} \times \left\{ \exp\left(-\frac{r}{\gamma_d}\right) - \exp\left(-\frac{r}{\gamma_p}\right) \right\} \quad (2-1)$$

このモデルと観測値を比較することにより、親分子の生成率 Q が推定できる。

実際に観測データとして得られる物理量は、視線方向に積分した柱密度 (コラム密度) である。したがって、上記のモデルと観測データを比較するためには、幾何学的な仮定をもとに数密度をコラム密度 (視線積分) に変換する必要がある。天球上に投影した核からの距離を ρ とすると柱密度は式 (2-2) で表せる。

$$N(\rho) = 2 \int_0^{\sqrt{\Delta^2 - \rho^2}} n_d(r) dx \quad (2-2)$$

図 4 のように、 x は視線方向の距離であり、核の位置から視線方向を表す直線に引いた垂線との交点が原点である。したがって、 $r = (x^2 + \rho^2)^{1/2}$ である。 Δ は地心距離であり、 $\rho \ll \Delta$ より「 $n_d(\rho) \gg n_d(\Delta)$ 」かつ「 $r < \Delta$ で $n_d(r)$ が単調減少」である (つまり、0 から $\sqrt{\Delta^2 - \rho^2}$ までの積分が $\sqrt{\Delta^2 - \rho^2}$ から ∞ までの積分より十分大きいので、積分範囲を $0 \sim \infty$ と近似できる。式 (2-1) を式 (2-2) に代入すると以下の式になる。

$$N(\rho) = \frac{Q}{2\pi v_p} \times \frac{v_p}{v_d} \times \frac{\gamma_d}{\gamma_d - \gamma_p} \times \int_0^{\infty} \left\{ \exp\left(-\frac{(x^2 + \rho^2)^{1/2}}{\gamma_d}\right) - \exp\left(-\frac{(x^2 + \rho^2)^{1/2}}{\gamma_p}\right) \right\} / (x^2 + \rho^2) dx \quad (2-3)$$

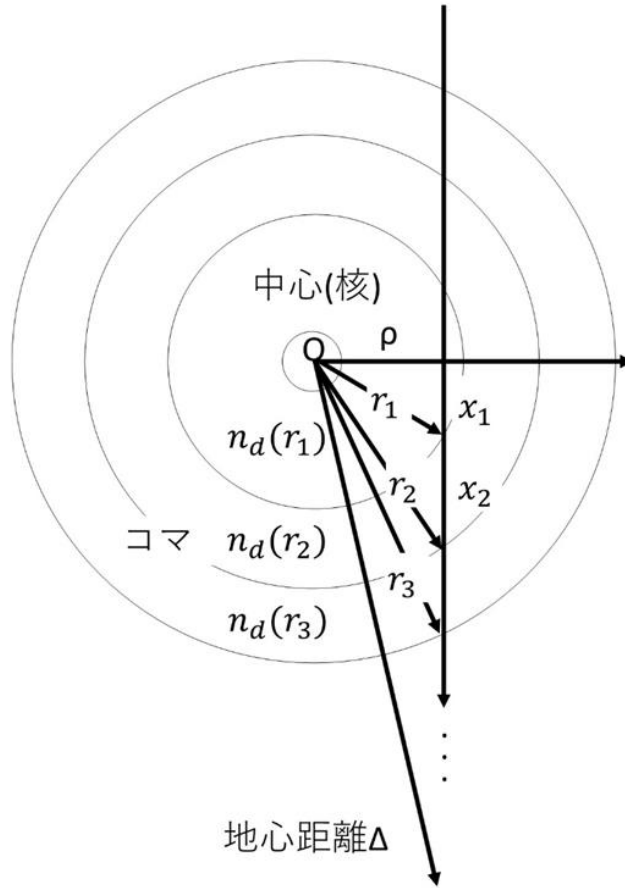


図 4: コマ中の分子の空間密度を視線方向に積分する模式図

$\tan\theta = x/\rho, u = 1/\cos\theta$ と変数変換すると式 (2-2) が得られる。

$$N(\rho) = \frac{Q}{2\pi v_p \rho} \times \frac{v_p}{v_d} \times \frac{\gamma_d}{\gamma_d - \gamma_p} \times \int_0^{\infty} \frac{\exp\left(-\frac{\rho u}{\gamma_d}\right) - \exp\left(-\frac{\rho u}{\gamma_p}\right)}{u(u^2 - 1)^{\frac{1}{2}}} du \quad (2-2)$$

ここで式 (2-3) を用いる。

$$\int_0^k \frac{\exp(-zu)}{(u^2 - 1)^{\frac{1}{2}}} du dz = \frac{\pi}{2} - \int \frac{\exp(-ku)}{u(u^2 - 1)^{\frac{1}{2}}} du \quad (2-3)$$

また 0 次の第二種変形ベッセル関数式 (2-4) を用いる。

$$K_0(z) = \int_1^{\infty} \frac{\exp(-zu)}{(u^2 - 1)^{\frac{1}{2}}} du \quad (2-4)$$

これらより、 $N(\rho)$ は式 (2-5) のようになる。

$$N(\rho) = \frac{Q}{2\pi v_p \rho} \times \frac{v_p}{v_d} \times \frac{\gamma_d}{\gamma_d - \gamma_p} \times \left\{ B\left(\frac{\rho}{\gamma_d}\right) - B\left(\frac{\rho}{\gamma_p}\right) \right\} \quad (2-5)$$

$$B(k) = \frac{\pi}{2} - \int_0^k K_0(z) dz$$

更に、実際の観測では衛星の観測視野に入る光を見ているため、図 5 の変換を用いて視野内に含まれる全娘分子のコラム密度 $M(\rho)$ は式 (2-6) で表せる。

$$M(\rho) = \int_0^{\rho} 2\pi z N(z) dz \quad (2-6)$$

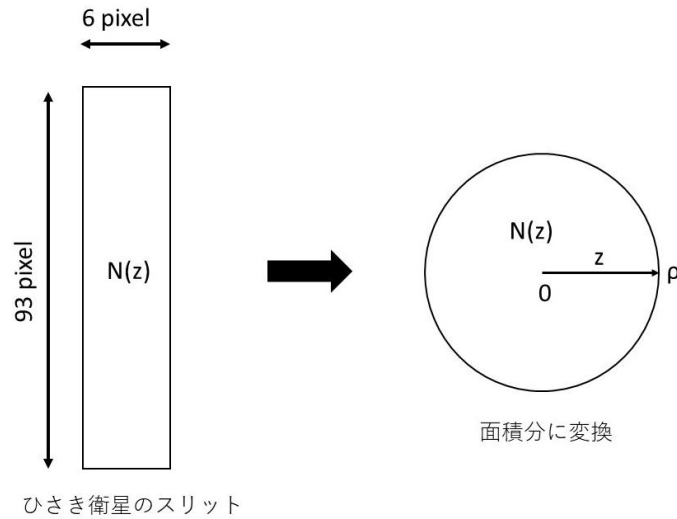


図 5: 観測視野の変換方法

ここで 1 次の第二種変形ベッセル関数 $K_1(z)$ を用いると以下の簡潔な式になる。

$$M(\rho) = \frac{Q}{v_p} \times \frac{v_p}{v_d} \times \frac{\gamma_d}{\gamma_d - \gamma_p} \times \rho \times \left\{ G\left(\frac{\rho}{\gamma_d}\right) - G\left(\frac{\rho}{\gamma_p}\right) \right\} \quad (2-7)$$

$$G(z) = B(z) + \frac{1}{z} - K_1(z)$$

観測から $M(\rho)$ を求め、式 (2-7) を用いることで親分子の生成率 Q を推定できる。

2.4.2 2分子版 Haser モデル

Hに着目する場合、H₂OとOHの両方から生成されるため、上述の単純なHaserモデルを発展させた2分子版Haserモデル [金田 ほか, 1986] が必要になる。このモデルは、H₂Oから発生するHの量 $Q_{H_2O \rightarrow H}(t)$ (式 (2-8)) とOHから発生するHの量 $Q_{OH \rightarrow H}(t)$ (式 (2-9)) の2つの生成率を用いHの空間密度分布を求めるモデルである。式中の t はH₂Oが噴出し始めてから観測するまでの経過時間である。本モデルではH₂O, OHは低速のため原点に留まると仮定している。

$$Q_{H_2O \rightarrow H}(t) = Q[1 - e^{-t/\tau_{H_2O}}] \quad (2-8)$$

$$Q_{OH \rightarrow H}(t) = \frac{Q}{\tau_{H_2O} - \tau_{OH}} \left[(\tau_{H_2O} - \tau_{OH}) + \tau_{OH} e^{-t/\tau_{OH}} - \tau_{H_2O} e^{-t/\tau_{H_2O}} \right] \quad (2-9)$$

$Q, \tau_{H_2O}, \tau_{OH}$ を分子生成率、H₂O, OHの寿命としている。上式を用いると、中心から距離 r の位置での時刻 t でのHの空間密度 $n_d(t, r)$ が式 (2-10) で表される。

$$n_d(t, r) = \frac{Q_{H_2O \rightarrow H} \left(t - \frac{r}{v_{H_2O \rightarrow H}} \right)}{4\pi r^2 v_{H_2O \rightarrow H}} \exp\left(-\frac{r}{\gamma_{H_2O \rightarrow H}}\right) + \frac{Q_{OH \rightarrow H} \left(t - \frac{r}{v_{OH \rightarrow H}} \right)}{4\pi r^2 v_{OH \rightarrow H}} \exp\left(-\frac{r}{\gamma_{OH \rightarrow H}}\right) \quad (2-10)$$

ここで、 $v_{H_2O \rightarrow H}, v_{OH \rightarrow H}$ はそれぞれH₂O, OHの光解離で生じるHの速度 20 km/s, 8 km/s を示す。 $\gamma_{H_2O \rightarrow H}, \gamma_{OH \rightarrow H}$ は $\gamma_{H_2O \rightarrow H} = v_{H_2O \rightarrow H} \times \tau_H, \gamma_{OH \rightarrow H} = v_{OH \rightarrow H} \times \tau_H$ でスケール長を表す (τ_H はHの寿命)。

式 (2-10) を上述と同じく視線方向に積分し、実際の観測データにフィッティングすることによりH₂Oの生成率を求めることが出来る。本研究では、2分子版Haserモデルを用いてH₂Oの生成率を導出した。

3 本研究で利用する極端紫外光データについて

3.1 ひさき衛星について

本研究では、地球周回の惑星分光観測衛星（ひさき）によって観測された彗星の極端紫外スペクトルデータを使用した。ひさき衛星は2013年に打ち上げられ2021年現在も活動している地球周回の紫外線分光観測衛星である。ひさき衛星には、反射鏡、回折格子、二次元検出器で構成される極端紫外分光器（EXCEED）が搭載されている（図6）。

EXCEEDの観測波長域は52–148 nmであり、観測視野は360秒角、波長分解能は0.3–1 nmである。スリットは10", 60", 140"（ダンベル型）がある。ひさき衛星には2種類の観測モードがある。一つは、観測対象天体をスリット視野に収めた天体観測モード、もう一つは、意図的に観測対象から視野を5'だけ外して、地球大気などに由来する背景光を観測するモードである。これらの差分から、観測対象天体の明るさを導出する [Yoshikawa *et al.*, 2014]。

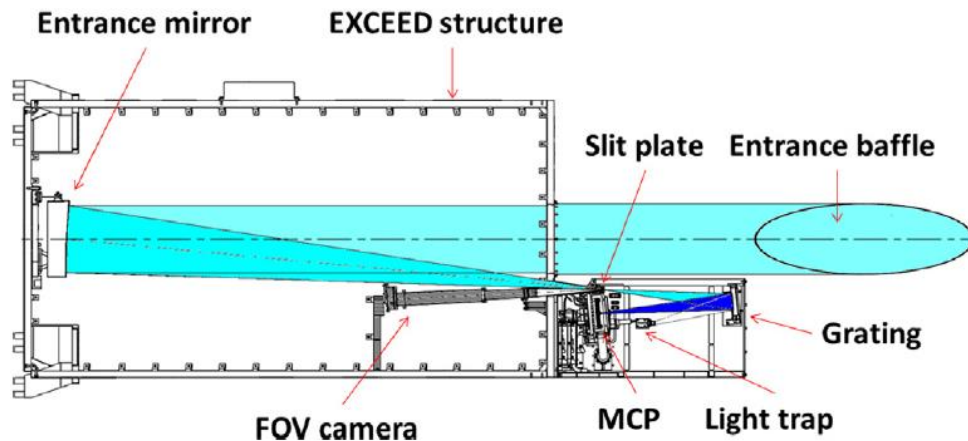


図6: ひさき衛星の分光器の構造 [Yoshioka *et al.*, 2013]

3.1.1 ひさき衛星の極端紫外光データについて

ひさき衛星は2015年から2018年の間に6つの彗星（C/2013 US10 Catalina, 21P/Giacobini-Zinner, 46P/Wirtanen, 67P/Churyumov-Gerasimenko, C/2013 X1 PanSTARRS, C/2015 ER61 PanSTARRS）を分光観測した（表5）。また、一部の彗星観測時には、背景光観測モードを実施しており、バックグラウンドデータ（BG）として用いる。なお、ひさき衛星が観測した彗星の種類は、非周期彗星、長周期彗星、短周期彗星と様々である。

表 5: ひさき衛星で観測した彗星データの情報。

彗星名	公転 周期	分類	近日点	観測期間	BG 観測期間
C/2013 US10 Catalina	-	非周期彗星 DNC	0.823 au 2015/11/15	2015/11/21 - 12/2	2015/11/22 - 11/30, 12/2
21P/Giacobini- Zinner	6.6 年	短周期彗星	1.014 au 2018/9/10	2018/9/14	-
46P/Wirtanen	5.4 年	短周期彗星	1.055 au 2018/12/12	2018/12/13 - 25	-
67P/Churyumov- Gerasimenko	6.6 年	短周期彗星	1.245 au 2009/2/28	2015/9/7, 9/12 - 14	2015/9/10 - 11 (EUV star 混入)
C/2013 X1 PanSTARRS	-	非周期彗星	1.314 au 2016/4/20	2016/5/30 - 6/2	2016/6/2 - 3
C/2015 ER61 PanSTARRS	-	長周期彗星	1.042 au 2017/5/9	2017/6/2 - 3	2017/6/4

データ形式

ひさき衛星のデータは FITS (The Flexible Image Transport System) と呼ばれる画像形式で、JAXA が管理するデータサーバ (DARTS/ <https://darts.isas.jaxa.jp/pub/hisaki/euv/>) に保存されている。1 つの FITS ファイルの中は、ヘッダとデータが入力されている要素が複数配列している (図 7)。

ヘッダにはデータに関する情報 (観測時間、ローカルタイム、軌道など) が記述されており、データには 2 次元画像データが格納されている。ひさき衛星の FITS ファイルは日付毎に作成されており、1 つの FITS ファイルの中に全時間積分した観測データの FITS 要素と 1 分ごとの観測データの FITS 要素が格納されている。ひさき衛星で得られたデータは 1024 pixel × 1024 pixel の二次元画像であり、波長方向に 1 次元、空間方向に 1 次元の情報を有している。

ひさき衛星のFITSファイル

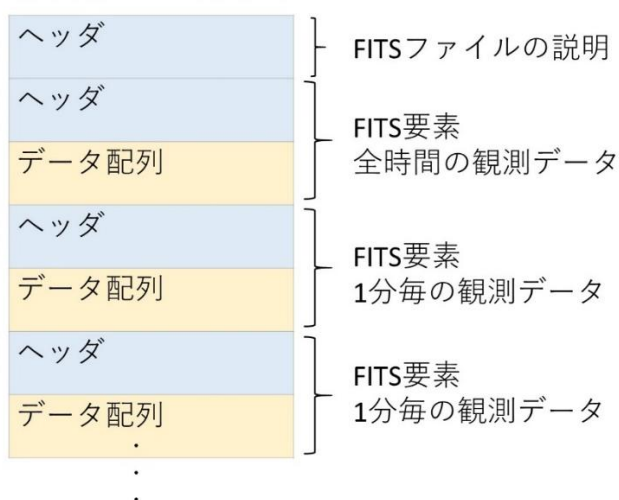


図 7: FITS ファイルの模式図

データの選別

観測開始時と終了時は、検出器の電源電圧は 20 秒ほどかけて徐々に昇圧・高圧される。また、観測開始時にひさき衛星の姿勢が完全に安定していない場合があるため、観測開始直後・終了直前の 1 分間のデータを解析から除外している。

ゴースト輝線

ひさき衛星のデータには波長 80 nm 付近、空間方向 -400 ~ 0 arcsec の領域に Ly- α 輝線の迷光 (ゴースト) が生じる (図 8)。これは Ly- α の発光強度が強く、回折格子と検出器の間で多重反射がおきて得られる輝線であり、本来のスペクトルに対して無視できないノイズとなるため、本研究ではこの領域を解析の対象外としている。

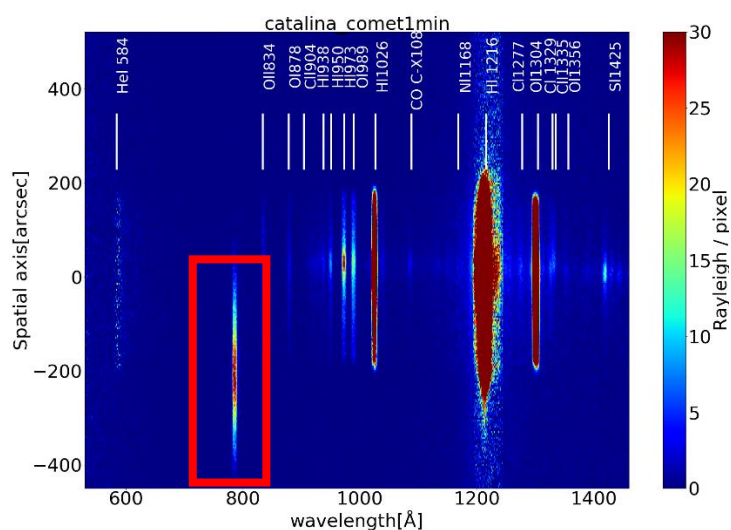


図 8: ひさき衛星の 2 次元スペクトル画像

80nm 付近に現れる輝線 (赤枠部) は Ly- α 輝線の迷光 (ゴースト) である。

3.1.2 検出器の劣化について

ひさき衛星には地球大気に由来する水素原子 (ジオコロナ) の光が入る、特に Ly- α 輝線 (波長 121.6nm) は発光効率が極めて高く、宇宙空間に存在する成分も含めて EXCEED の検出器に極めて高い計数率で到来する。そのため、検出器上の Ly- α 波長に相当する領域の感度は打ち上げ時に比べて劣化している (図 9)。検出器劣化に伴う観測の信頼性低下を避けるため、本研究で彗星の H の量を定量する際は、Ly- α に比べて ~ 2 桁ほど光量の低い Ly- β 輝線 (波長 102.6nm) と Ly- γ 輝線 (波長 97.3nm) を用いる。

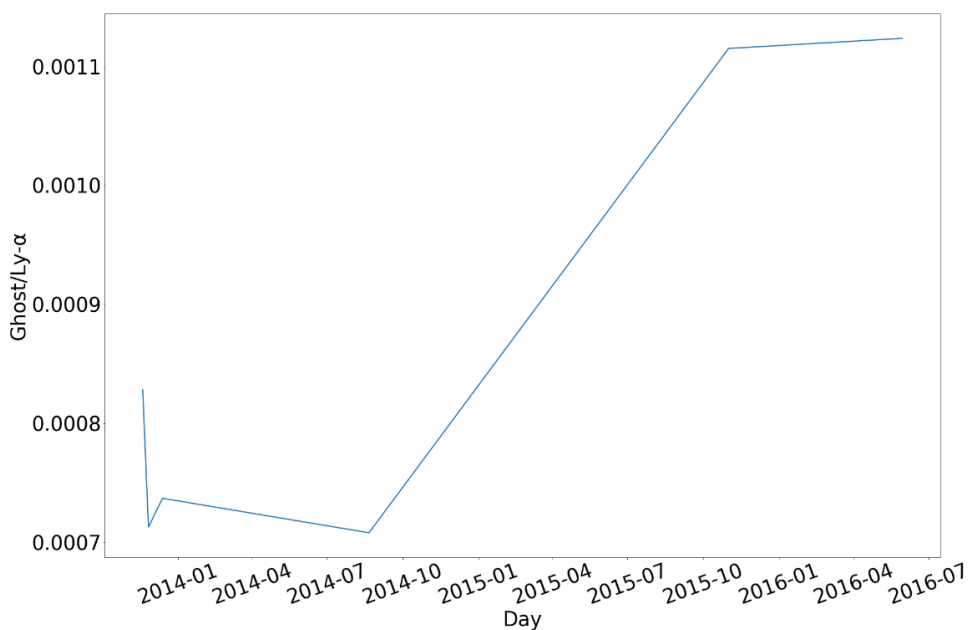


図 9: ひさき衛星打ち上げ後初期からのゴースト輝線と Ly- α 輝線の発光強度の割合
本来ゴースト輝線と検出した Ly- α の強度の割合は一定になるが、時間が経過すると共に上昇している。Ly- α 輝線の検出率が低下していることを示唆している。

3.1.3 EUV star の混入

観測中にスリット視野内に EUV star が混入する場合があります、彗星データ (67P/Churyumov-Gerasimenko) の中にも EUV star を確認した。EUV star とは、観測背景にある EUV 光 (Extreme Ultraviolet) を発する天体のことを指す。

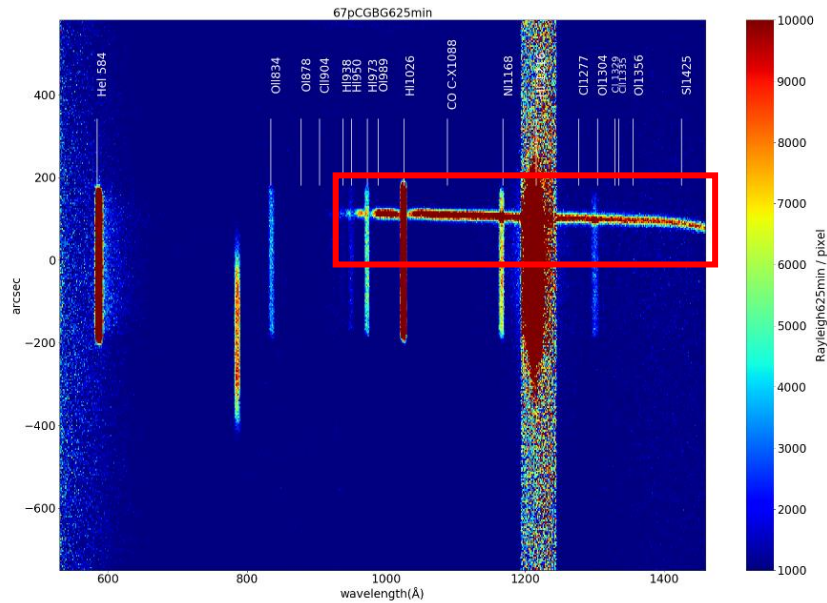


図 10: 67P/CG 彗星の BG 観測から得られた 2 次元スペクトル画像
EUV star のスペクトルが混入している (赤枠)。

3.2 ひさき衛星で観測した彗星

本研究では表 5 に示した観測リストの中から、DNC に分類される Catalina 彗星のデータに着目した。ひさき衛星で観測した際の Catalina 彗星の情報を表 6 に記載する。Catalina 彗星の近日点通過は 2015/11/15 であり、その時の日心距離は 0.823 au であった。ひさき衛星が Catalina 彗星を観測した時期は、近日点通過後の 9 日間である。

表 6: Catalina 彗星の観測情報

観測日	観測時間 [UT]	日心距離 [au]	地心距離 [au]	データ積分時間 [min]
2015/11/22	15:32 - 23:28	0.837 - 0.838	1.665 - 1.661	353
2015/11/23	00:23 - 11:59	0.838 - 0.842	1.66 - 1.647	173
2015/11/24	15:19 - 23:15	0.844 - 0.845	1.637 - 1.632	327
2015/11/25	00:10 - 11:46	0.845 - 0.847	1.632 - 1.625	187
2015/11/26	15:06 - 23:59	0.852 - 0.854	1.607 - 1.601	301
2015/11/27	00:00 - 11:33	0.854 - 0.856	1.601 - 1.594	197
2015/11/28	14:53 - 23:59	0.862 - 0.864	1.575 - 1.569	286
2015/11/29	00:00 - 11:19	0.864 - 0.867	1.569 - 1.561	195
2015/11/30	16:26 - 23:59	0.874 - 0.876	1.54 - 1.534	295

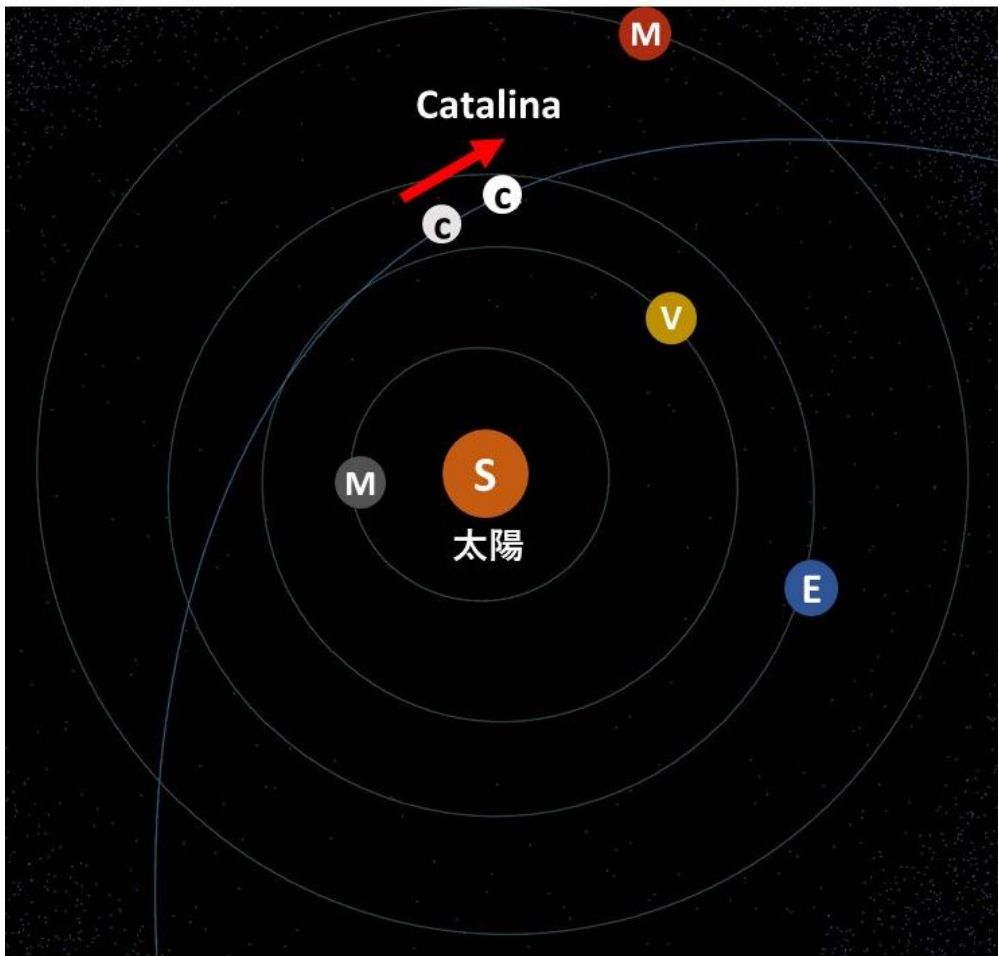


図 11：観測時期の Catalina 彗星の軌道

ひさき衛星により観測した時期の Catalina 彗星の太陽系における位置を表す。太陽位相角 (太陽 - Catalina 彗星 - ひさき) は 25° - 35° である。

4 解析手法

4.1 ジオコロナ由来の光の除去

前述した様にひさき衛星は地球周回型衛星であるため、観測データには常に地球大気光 (ジオコロナ) が含まれる。ジオコロナの主成分としては H, O, He, N が挙げられる。ここで、BG データを含む Catalina 彗星の観測データから、BG データを差し引くことで、Catalina 彗星由来のスペクトルを抽出した。図 12 において黒線が彗星を視野に入れた観測データ、つまり Catalina + BG、青線が BG、赤線が Catalina 彗星である。図中の赤矢印に注目すると、彗星にはほとんど存在しないはずの He と N 輝線の発光強度が高いことが分かる。したがって、単純に BG を差し引いたデータにはジオコロナの光が残存していると考えられる。彗星のコマの主要成分はジオコロナと同じく H, O から構成されているため、コマ自体の発光強度を評価するためには、ジオコロナの影響を取り除く必要がある。

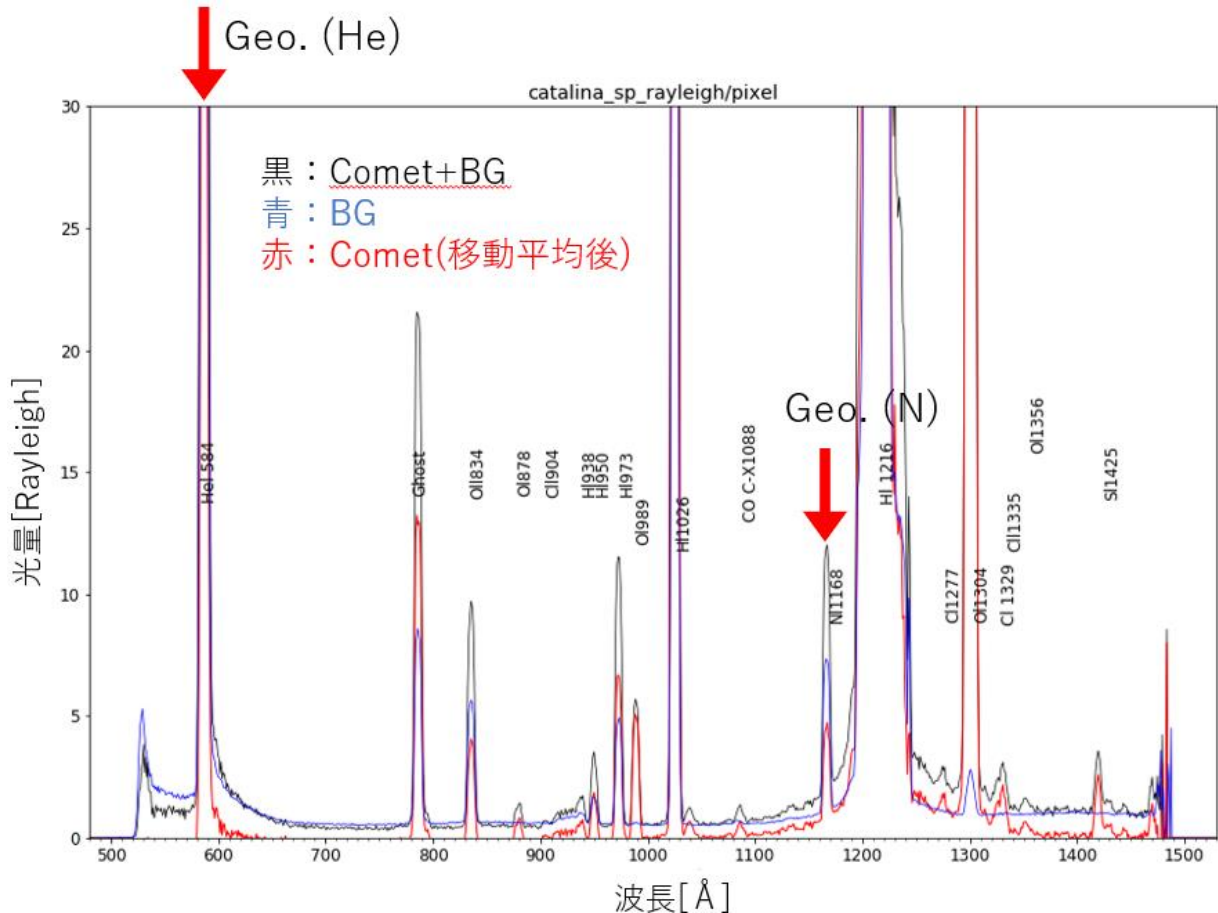
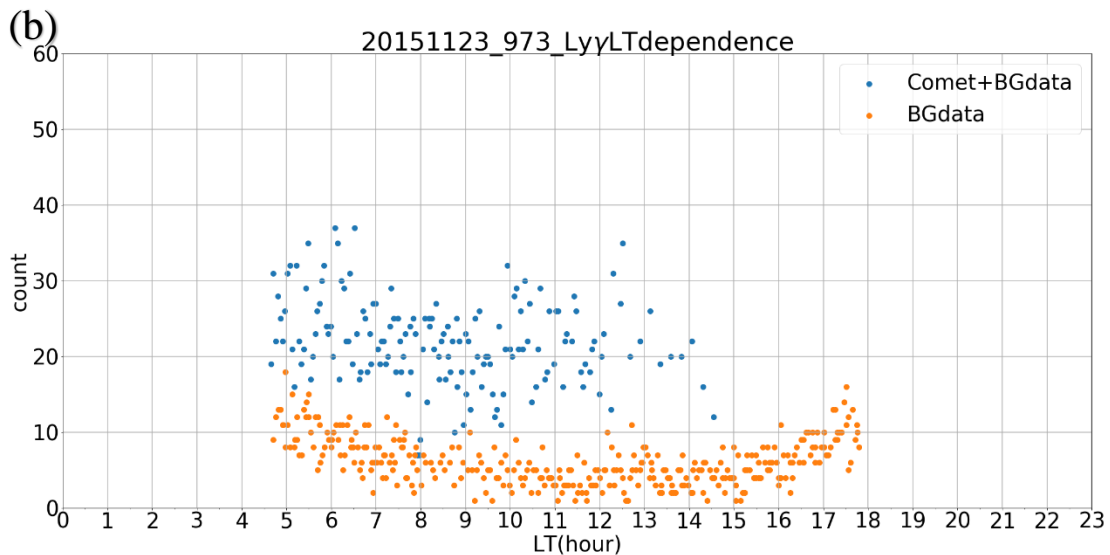
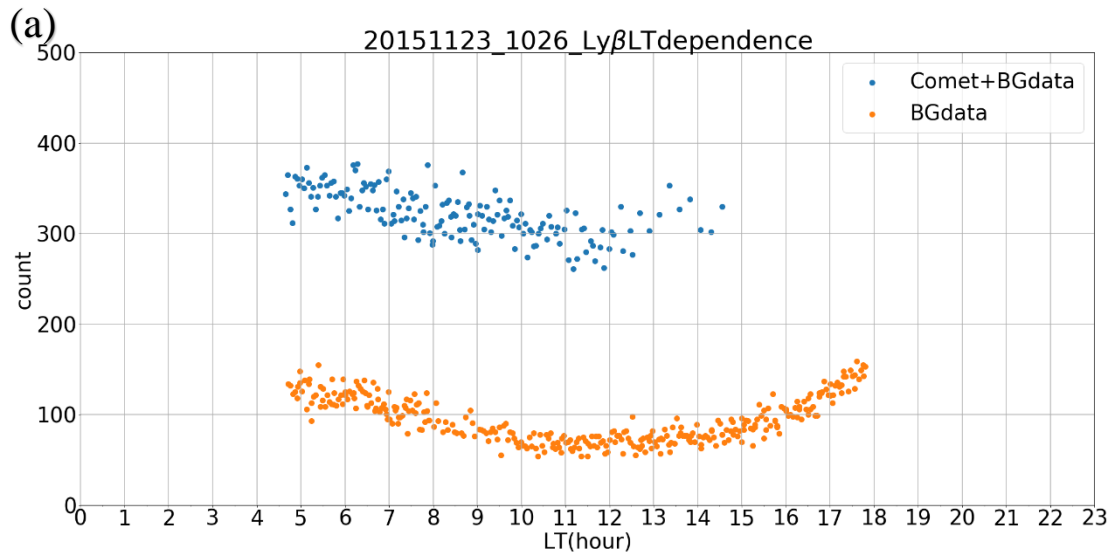


図 12: ジオコロナが混入している Catalina 彗星のスペクトル

赤矢印は He 輝線、N 輝線を示す。

4.1.1 ジオコロナのローカルタイム依存性

ジオコロナは地球のローカルタイム (LT) に依存して変動する。ローカルタイムとは、地球において太陽正面の時を昼の 12 時、反対側を深夜 0 時と定義されている。LT 毎のジオコロナの発光の変動を全てのデータで確認し観測データからの除去を試みた。主要輝線である H Ly- β 輝線・H Ly- γ 輝線・OI1304 輝線 (波長 130.4 nm) の LT 毎のカウント数をプロットした (図 13)。LT15 時以降で H 輝線、特に O 輝線のカウント数が上昇していることが分かる。また、Catalina 彗星を視野に入れた観測が 15 時以降行われていないことなど観測時間に偏りがあった。したがって、全ての観測データから LT15 時以降のデータを解析から省いた。



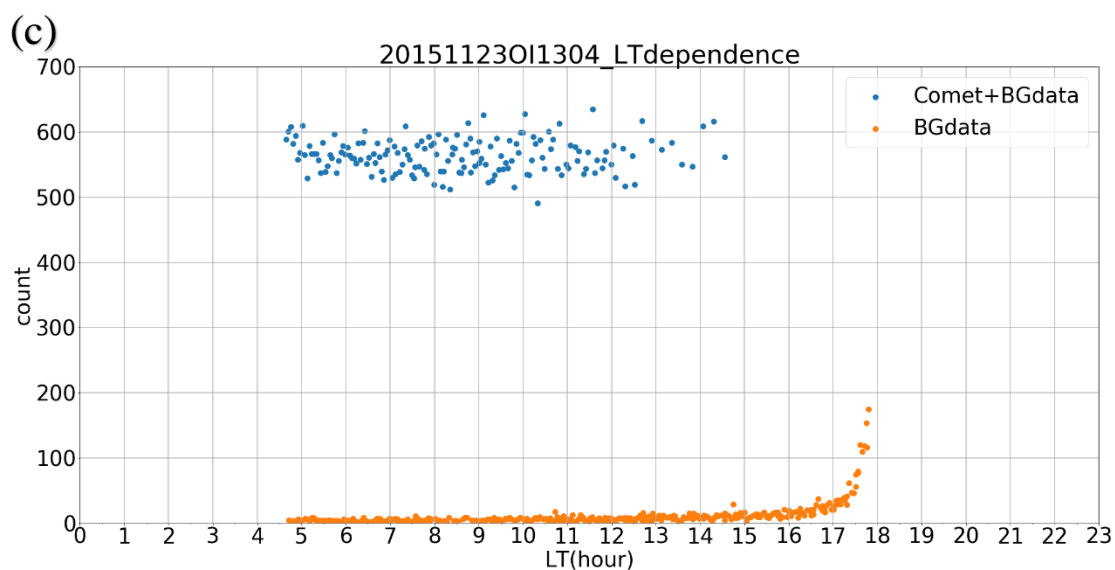


図 13 :各輝線のカウント数の LT 毎の変動性
 (a) H Ly- β 輝線、(b) H Ly- γ 輝線、(c) OI 1304 輝線を表す。

4.2 発光強度

4.2.1 太陽光共鳴散乱と電子衝突反応

原子の二つの固有状態間の遷移に対応して、光の吸収や放出が行われる。この場合、光の吸収・放出は状態遷移のエネルギーに相当する波長のごく近傍で選択的に起こるので、原子の場合には吸収線や輝線が現れる。例えば H 原子は太陽光の Ly- α 輝線、Ly- β 輝線、Ly- γ 輝線の光のエネルギーを共鳴吸収し、励起された原子が等方的に共鳴放射を行う。この様に粒子が特定の波長の光を選択的に吸収し再放出する現象を共鳴散乱という。

電子衝突反応とは Rosetta の核近傍 (10 km - 80 km) の観測によって理解されたプロセスである。太陽から来る紫外線がコマ中の H₂O に当たると、エネルギーの高い電子が放出され H₂O が電離する。放出された電子は別の H₂O に衝突し、2つの H と 1つの O に分かれ、原子がエネルギーを取得し励起する際に紫外線を放射する。この反応を電子衝突反応という。電子衝突反応から得られる光は核近傍 (数 100 km) であることから、約 50 万 km の範囲を観測しているひさき衛星では圧倒的に太陽光による共鳴散乱で得られた光強度の方が強いと考えた。したがって、本研究では観測された彗星コマからの光が太陽光共鳴散乱によるものだと仮定し解析した。

4.2.2 発光強度

ひさき衛星のデータから、1024×1024 pixel の二次元検出器に入射してきた光電子のカウント数が得られる。カウント数から得られる計数率 cps から、発光強度 I [Rayleigh] への変換はひさき衛星の校正ファイルを用いる。校正ファイルでは、式 (4-1) に示される変換を行っている。 Ω は立体角で、 A はひさき衛星の有効開口面積を意味する。

$$I = \frac{cps \times 4\pi}{A \times \Omega \times 10^6} \quad (4-1)$$

4.3 g-factor の導出

g-factor とは共鳴散乱の効率を表す係数である。g-factor は原子や波長、太陽光フラックスによって異なり、式 (4-2) で計算できる [Yung *et al.*, 1976]。

$$g = \left[\gamma \times \pi F \times \frac{\lambda^2}{c} \right] \times \pi \times \frac{e^2}{m_e c} \times f \quad (4-2)$$

γ は連続光に対する輝線の強度、 c , e , m_e は光速、電気素量、電子質量、 λ は輝線の波長、 f は振動子強度と呼ばれる定数で 1 本 1 本の輝線に固有な数値を持っている。 πF は、太陽光フラックスを表す。彗星はそれぞれ軌道速度が異なり、太陽に対する動径方向成分の速度をその都度考慮しなければいけない。ドップラー効果により、原子が共鳴吸収をする波長における太陽光フラックスはそれぞれの原子の太陽に対する相対速度に応じて変動する。速度が数 10 km/s より大きい場合、太陽放射フラックスの変化が無視できないが、今回解析に用いた Catalina 彗星の太陽に対する動径方向の速度は 5 km/s 程度であることから、輝線波長のずれが無視できることを確認した。太陽光フラックスは太陽放射輝度モデル FISM2 (LASP/

https://lasp.colorado.edu/lisird/data/fism_daily_hr/) を用いて導出した (表 7)。FISM2 のモデルは太陽の紫外線放射輝度を過去の観測よりモデル化したものである。太陽周期、太陽の自転、およびフレアによる太陽紫外線放射照度の変動を推定している [Chamberlin *et al.*, 2020]。このモデルで得られた放射照度は 1 au で規格化されているため、Catalina 彗星の日心距離に合わせた。

表 7: 各輝線の g-factor

輝線	太陽放射輝度 @1 au [W/m ² /nm]	太陽光フラックス@1 au [photons/ m ² /s]	g-factor @0.85 au [photons/atom/s]
HI 1216	0.046299	2.83×10^{16}	2.10×10^{-3}
HI 1026	0.00052	2.68×10^{14}	2.70×10^{-6}
HI 973	0.00014	6.85×10^{13}	2.27×10^{-7}
OI 1304	0.000406	2.67×10^{14}	7.42×10^{-6}
CI 1329	0.000043	2.87×10^{13}	2.64×10^{-7}

4.4 発光強度からコラム密度への変換

観測から得られた輝線発光強度 I [Rayleigh] を、コラム密度 N [/cm²] (視線積分した原子・分子密度) に変換するために式 (4-3) を用いる。

$$N = \frac{10^6 \times I}{g} \quad (4-3)$$

4.5 導出したコラム密度の誤差評価

発光強度の誤差 σ_I は、計数率の誤差 σ_{cps} と有効開口面積の誤差 σ_A を用いて式 (4-4) で表される。 σ_{cps} は式 (4-5) で得られる。図 14 の様に、輝線ごとに検出領域が異なる。各輝線の波長幅を 1 pixel ごとに分割し、1 列ごとの総カウント数 N と観測時間 T により σ_{cps} と σ_I を求める。最後に式 (4-6) を用いて輝線の発光強度誤差を求めた。

$$\sigma_I = \frac{4\pi}{A \times \Omega \times 10^6} \sqrt{\sigma_{cps}^2 + \left(\frac{cps \times \sigma_A}{A}\right)^2} \quad (4-4)$$

$$\sigma_{cps} = \frac{\sqrt{N}}{T} \quad (4-5)$$

$$\delta\sigma_I^2 = (\delta\sigma_{I1})^2 + (\delta\sigma_{I2})^2 + (\delta\sigma_{I3})^2 + \dots \quad (4-6)$$

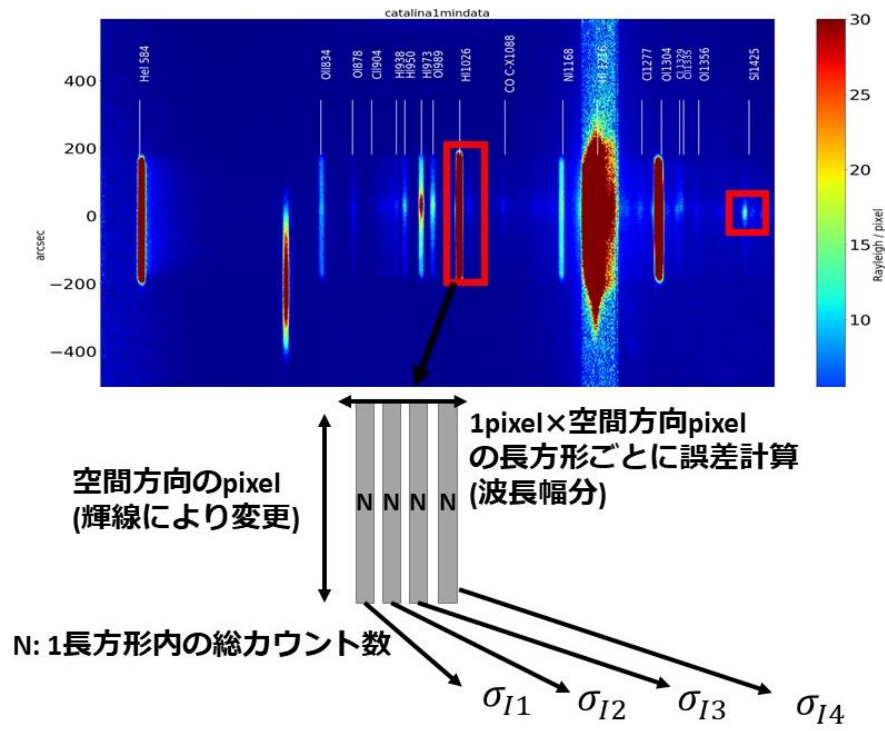
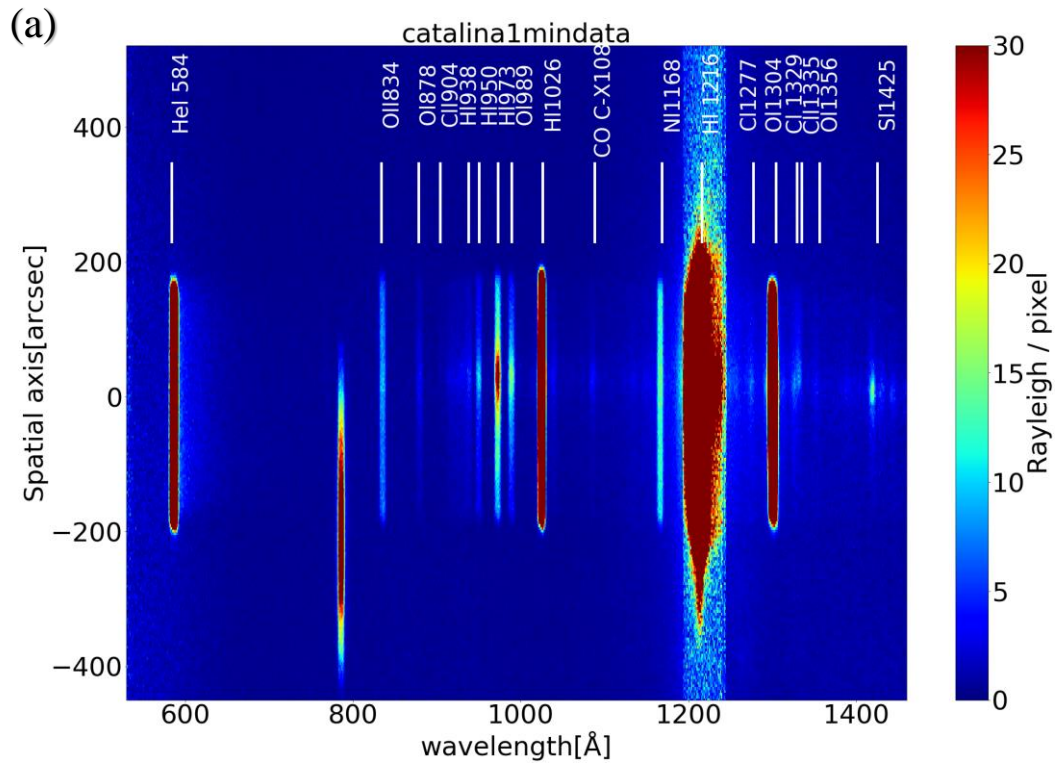


図 14: 各輝線の発光強度の誤差を導出する模式図

5 結果

5.1 2次元スペクトル画像

Catalina 彗星の観測時間を積分した2次元スペクトル画像が得られた(図15)。観測時間はそれぞれ Comet + BG が 1838 分、BG は 1803 分と異なるが、それぞれ 1 分あたりの平均値に変換して解析に用いた。図15において横軸は波長、縦軸空間方向(スリット長方向)を示している。太陽方向は、空間軸の負の方向である。ひさきの視野角は $360''$ であり、約 1.6 au 離れた Catalina 彗星を観測しているため、観測時の Catalina 近傍における実距離に変換すると 36 万 km 程度になる。コマの広がり(彗星ごと)は異なるが、一般的に数 10 万 km ~ 100 万 km と言われており、ひさき衛星ではコマを広い視野で全体的に観測していることになる。



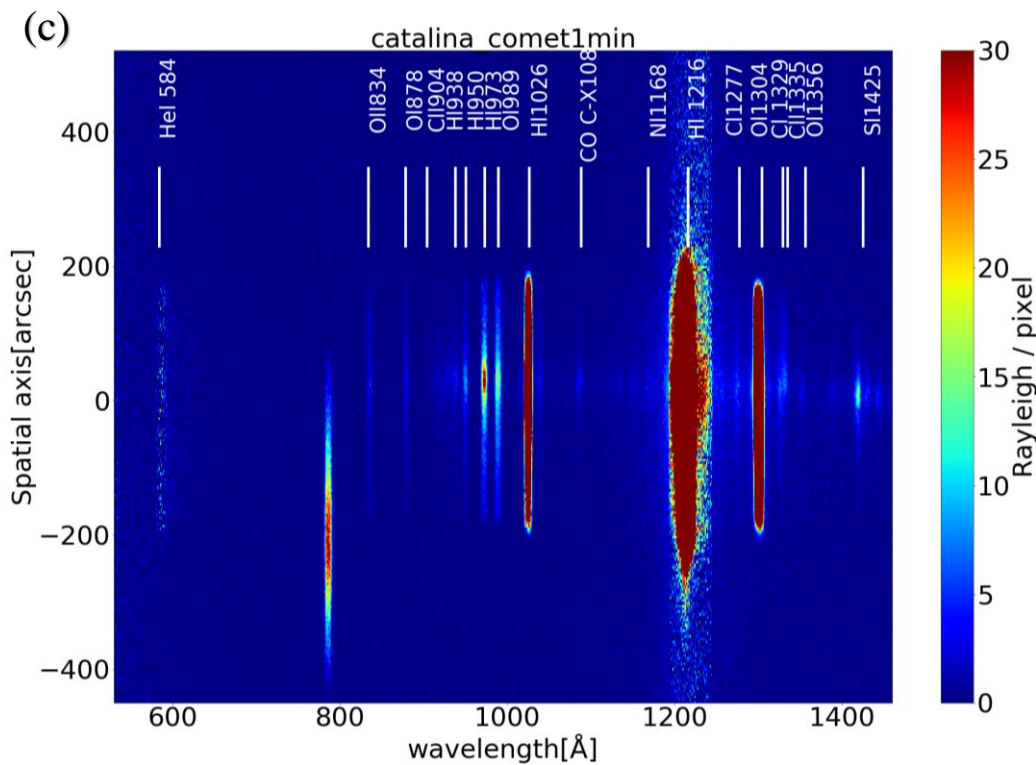
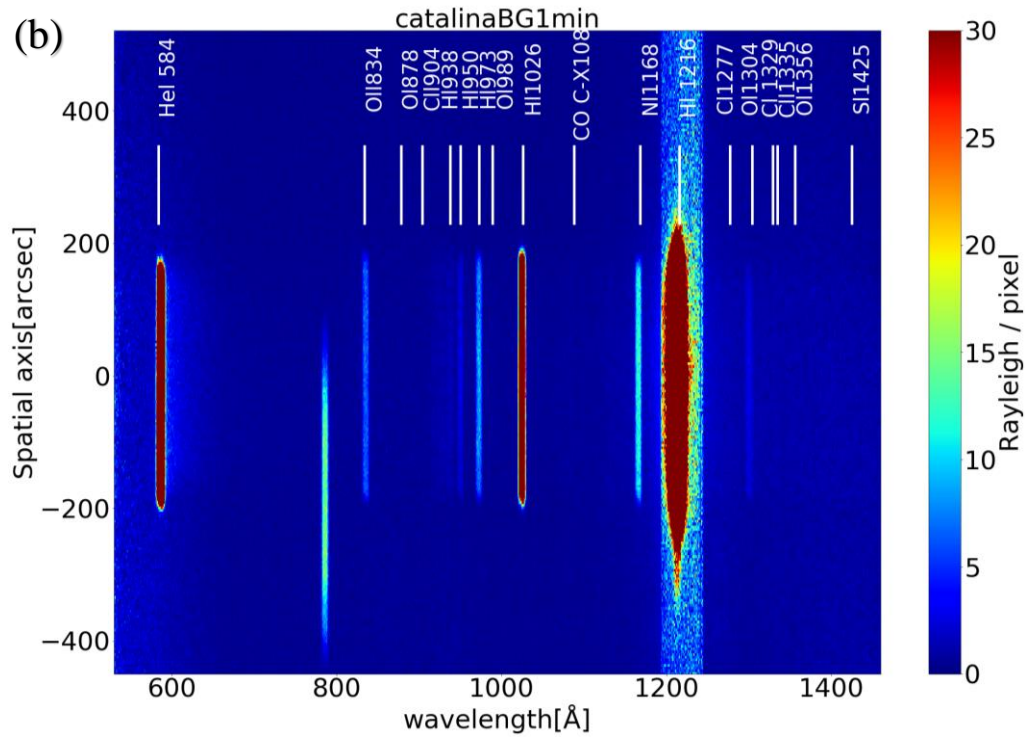


図 15: Catalina 彗星の 2 次元スペクトル画像

横軸 : 波長 [Å], 縦軸 : 空間方向 [arcsec], (a) Comet+BG データ、(b) BG データ、
 (c) Comet+BG データから BG データ差し引き得られた Comet データである。

5.2 輝線

上述の解析から得られた Catalina 彗星の二次元スペクトルを、空間方向のピクセルを平均して得られる 1 次元スペクトルを図 16 に記す。平均する際にはスリットの幅 360° に相当するピクセルの値 (525 pixel ~ 618 pixel) のみを用いた。H 輝線、C 輝線、O 輝線、CO 輝線が観測されている。また硫黄 S (SI 1425) 輝線も観測されている。

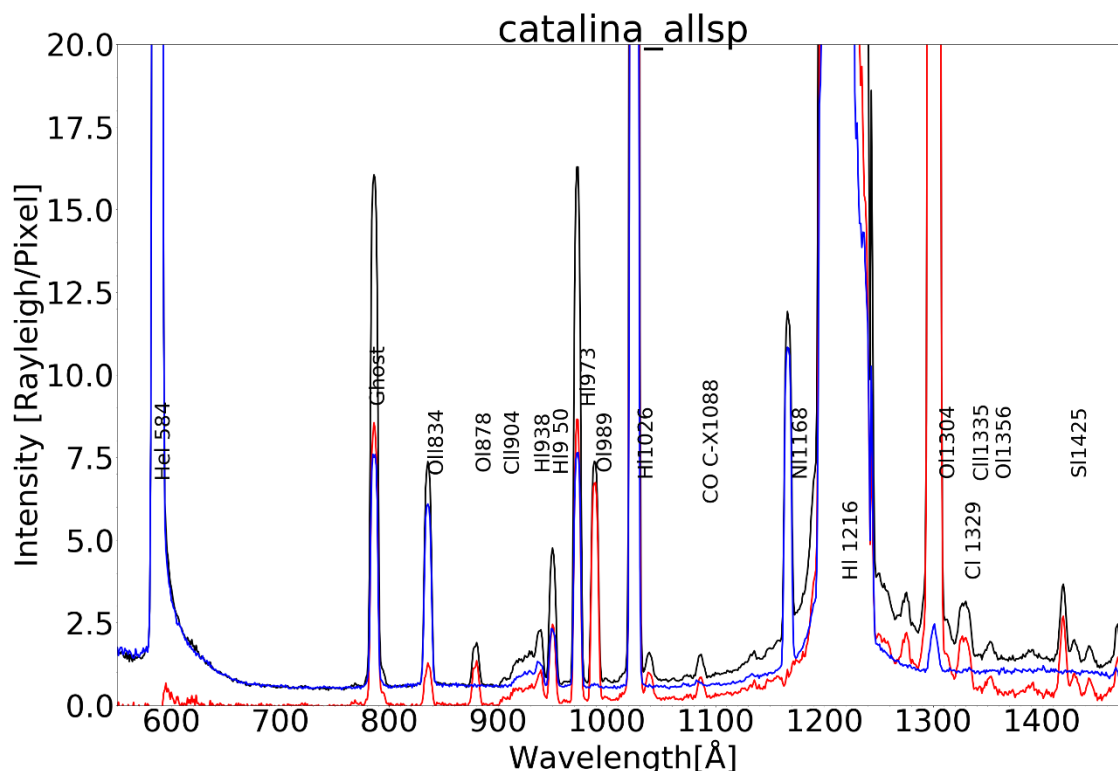


図 16: Catalina 彗星のスペクトル

黒線 : Catalina + BG、青線 : BG、赤線 : Catalina 彗星のスペクトルを示す。

表 8 に輝線ごとに発光強度をまとめた。輝線により空間方向への広がり度合いが異なるため、図 16 とは異なり、輝線ごとに空間方向のピークの半値を超えるピクセルの発光強度のみを平均し、また、波長方向では輝線幅分のピクセルの発光強度を平均し、発光強度を求めた。

表 8：各輝線の平均発光強度

輝線	発光強度 [Rayleigh]
OII 834	2.1 ± 1.9
OI 878	2.2 ± 0.8
CII 904	0.4 ± 0.9
HI 938	2.9 ± 1.0
OI (HI) 950	5.8 ± 1.2
HI 973	21 ± 1.8
OI 989	12 ± 1.4
HI 1026	$(2.6 \pm 0.06) \times 10^2$
CO 1088	2.9 ± 0.6
HI 1216 (劣化)	$(3.5 \pm 0.01) \times 10^4$
OI 1304	$(4.6 \pm 0.05) \times 10^2$
OI 1356	2.9 ± 0.9
SI 1425	13 ± 1.0
CI 1277	4.9 ± 1.2
CI 1329	9.7 ± 0.9
CII 1335	0.7 ± 1.7

5.2.1 H 輝線

H 輝線に着目する。前述のように、ひさき衛星で検出した H Ly- α 輝線は検出器の劣化により観測結果が信頼できないため、H Ly- β 輝線を用いる。図 17 はコマの発光強度の分布である。図より ~ 20 arcsec 付近にピークが見える。ひさき衛星は数 km 程度の彗星核を認識するだけの空間分解能はないが、ここでは強度の最大値をとる位置が核に相当すると考える。

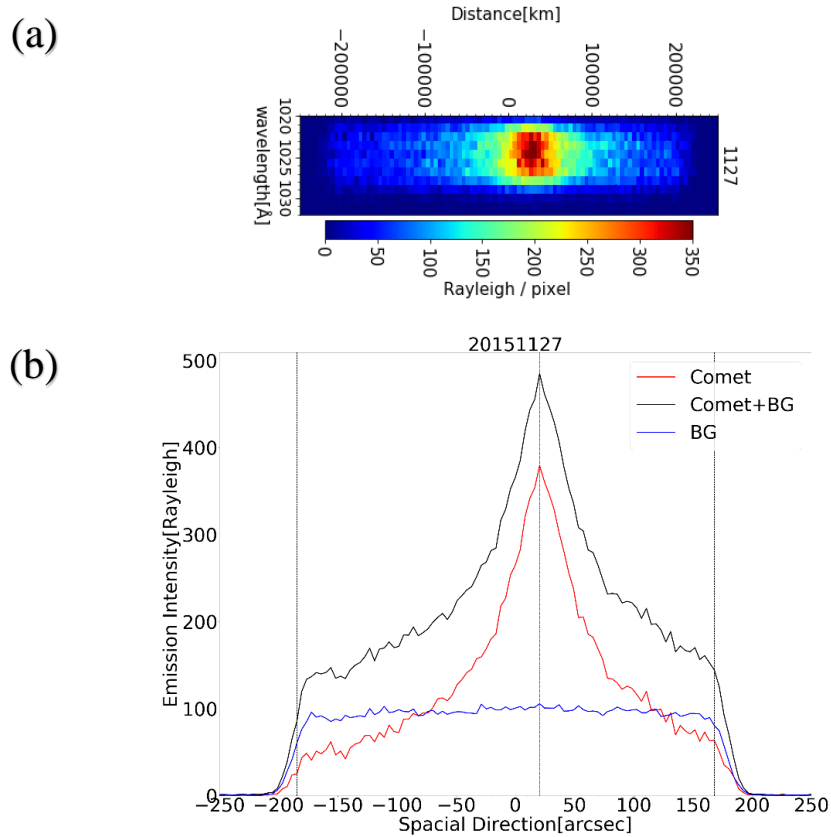


図 17: HI 1026 輝線の空間方向の強度分布

(a) 二次元強度分布、(b) 一次元強度分布、黒縦線はスリット幅を示し、太陽方向は空間軸の負の方向である。

図 18 は観測日毎の Ly- β 輝線の二次元強度分布である。ひさき衛星では、波長方向の1次元と空間方向の1次元のデータが得られるが、観測するスリットには短軸方向にも幅があり、2次元の空間分布が得られる。Catalina 彗星には短軸方向 60'' のスリットを用いているので約 7 万 km の広がりが分かる。観測日毎に確認すると、近日点通過から時間が経過するにつれて発光強度が低下していることが見てとれる。

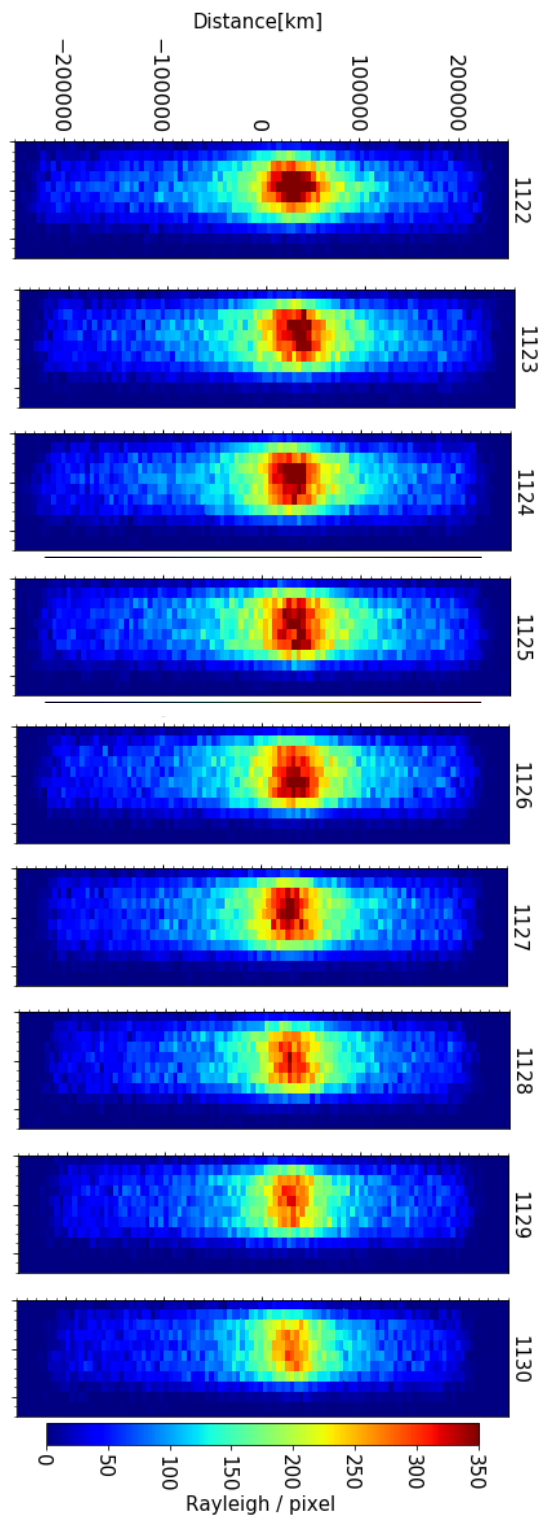


図 18: 観測日毎の Ly- β 輝線の二次元強度分布
太陽方向は空間軸の負の方向である。

次に、得られた発光強度を上述の式を用いて H コラム密度に変換した。グラフのピークの位置が彗星核に相当すると考え、ピークを中心に左右折り返したグラフが図 19 (b) である。水の生成率を求めるためにはこの空間分布に対して、2.4.2 で述べた 2 分子版 Haser モデルをフィッティングする (詳細は 5.4)。

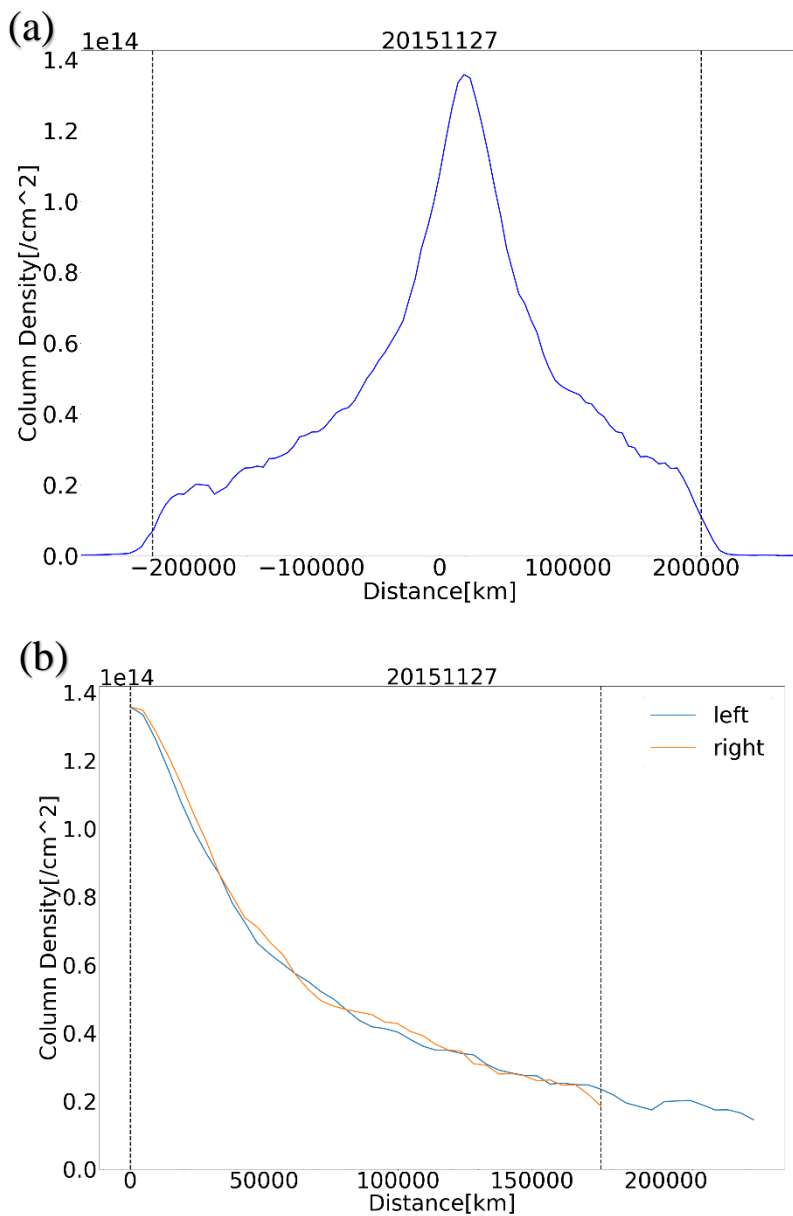


図 19 : H コラム密度の空間分布

横軸 : 核からの距離、縦軸 : コラム密度、黒線はスリット幅を示す。

図 19 (a) は H コマのコラム密度の分布を表したものであり、図 19 (b) は図 (a) を中心で折り返して重ねたグラフである。2 つのグラフが重なっていることから、ひさき衛星から見た H のコマは

左右対称的であったと考えられる。これは、観測時の太陽位相角が約 30° と小さく、非対称の生じやすい太陽方向、反太陽方向の情報を視線方向に積分しているためと考えられる。

また、Ly- β 輝線・Ly γ -輝線の発光強度から H のコラム密度を導出した (表 9)。二つの輝線から得られた H のコラム密度が、誤差内で等しいという結果が得られた。また得られた H のコラム密度から本来得られるはずの Ly- α 輝線の発光強度を逆算した。推測した Ly- α 輝線の強度と劣化した検出部から得られた強度を比較すると、(2015 年 11 月頃に得られた Ly- α 発光強度) / (本来得られるはずの Ly- α 発光強度) = ~ 0.175 となった。この結果により、ひさき衛星の Ly- α 検出部の感度の低下度合いが分かった。

表 9: 各輝線の発光強度から求めた H コラム密度

輝線	発光強度 [Rayleigh]	g-factor [s] @ 0.85 au	コラム密度 [cm^{-2}]
HI 1026 (Ly- β)	263 ± 6.4	2.70×10^{-6}	$(9.76 \pm 0.23) \times 10^{13}$
HI 973 (Ly- γ)	21.1 ± 1.8	2.27×10^{-7}	$(9.29 \pm 0.80) \times 10^{13}$
HI 1216 (Ly- α)	3.5×10^4 (劣化)	2.10×10^{-3}	—
推測した HI 1216 (Ly- α)	2.0×10^5	—	9.53×10^{13}

5.2.2 O 輝線

次に O 輝線 OI 1304 に着目する。図 20 はコマの発光強度の分布である。H 輝線と同様に~ 20 arcsec 付近にピークが見えた。また、太陽方向は図の負の方向であるが、太陽の位置に関係なく O のコマも左右対称的であったと考えられる。図 21 は O コラム密度の鉛直分布を表している。図 21 (b) は図 21 (a) を中心で折り返して重ねたグラフで、H と同様に 2 つのグラフが重なっていることから左右対称的であったと言える。

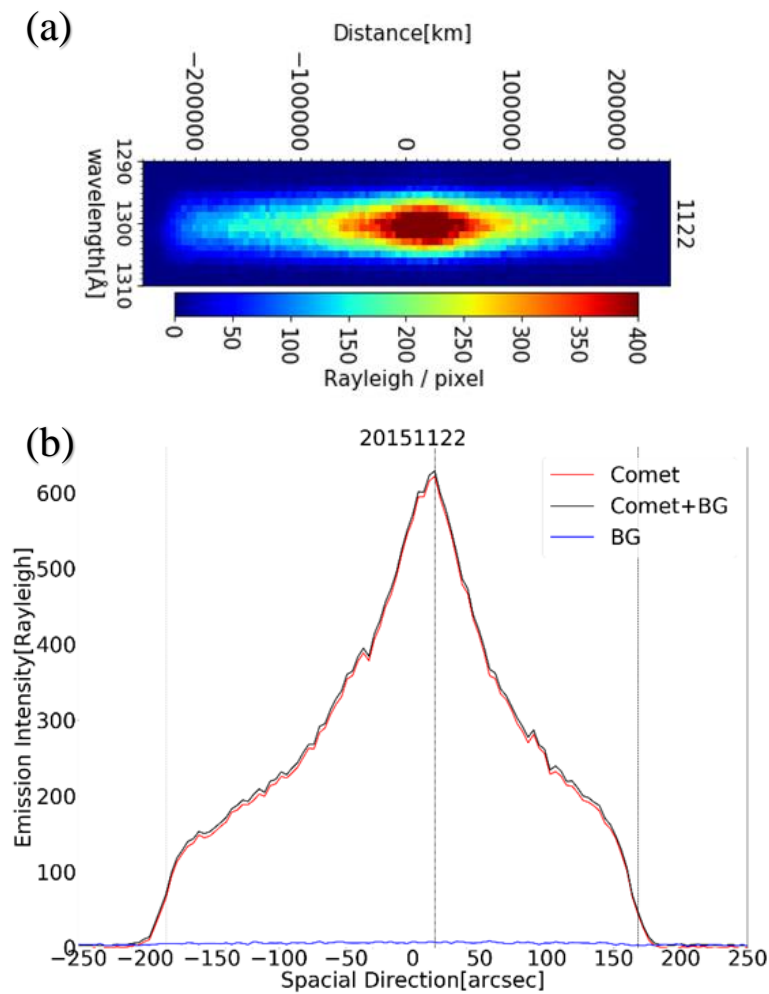


図 20: OI1304 輝線の空間方向の強度分布

(a)二次元強度分布, (b) 一次元強度分布、黒縦線はスリット幅を表している。

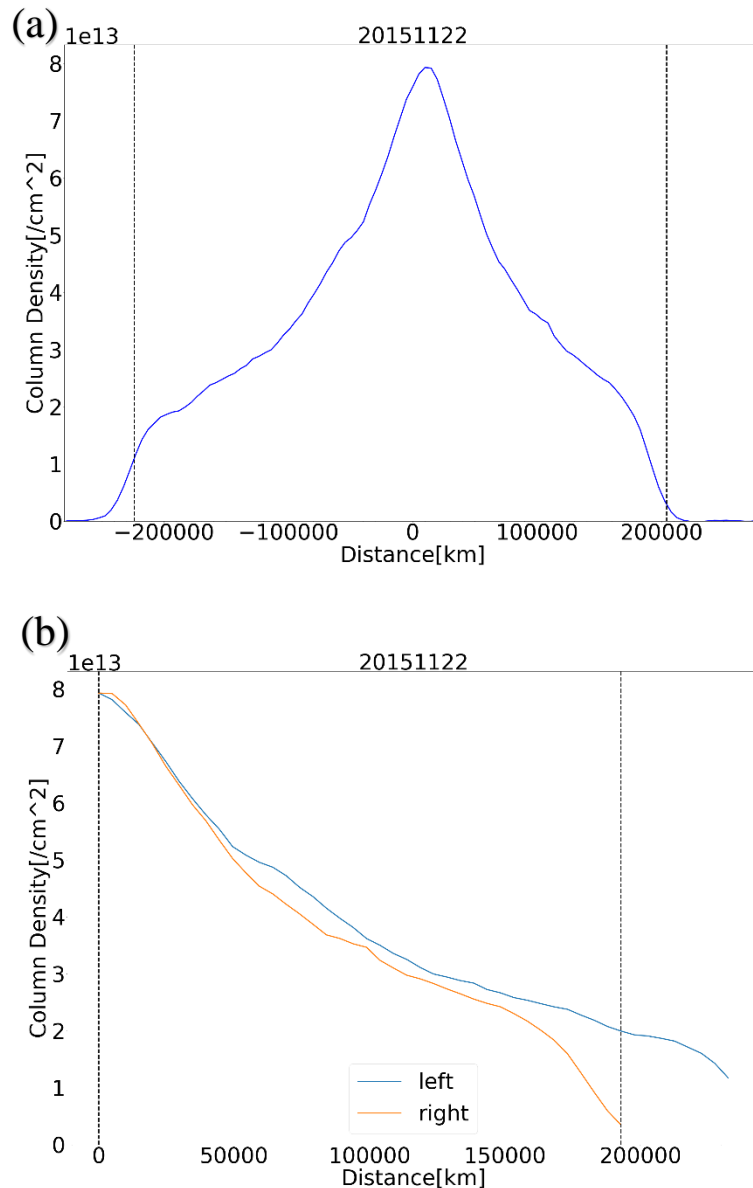


図 21: O コラム密度の空間分布

横軸：核からの距離、縦軸：コラム密度、黒線はスリット幅を示す。

5.2.3 CO 輝線、C 輝線

Catalina 彗星の核からの CO 生成率を導出するために CO 1088 輝線、CI 1329 輝線に着目する。なお、彗星由来の CO C-X 輝線 (波長 108.8nm) は、2001 年の FUSE による C/2001 A2 (LINEAR) の観測で初めて発見された。ひさき衛星では波長分解能が FUSE より劣るため、今回得られた結果から確認することはできなかったが、CO 輝線は P 枝と R 枝に分かれることが知られている [Feldman *et al.*, 2002]。二つの枝それぞれから CO 分子の光が放出された際の回転温度を導出することができる。高温成分 (500 - 600 K) は CO_2 から光解離した CO であると示唆しているが、この過程については未だ明確に解明されていない [Feldman *et al.*, 2006]。低温成分 (55 - 75

K) は核から放出された CO が共鳴散乱で発光していると考えられている。4 つの彗星 (C/1999 T1 McNaught-Hartley, C/2001 A2 LINEAR, C/2000 WM1 LINEAR, C/2001 Q4 NEAT) 観測によって、低温成分は CO 1088 輝線のフラックスの 75 % 程度だということが発見された [Feldman *et al.*, 2009]。つまり CO 1088 輝線のフラックスの 75 % が核から放出された CO 分子に太陽光が共鳴散乱をして得られた強度だと考えている。この分岐の割合を今回ひさき衛星で得られた CO 1088 輝線に用いた。

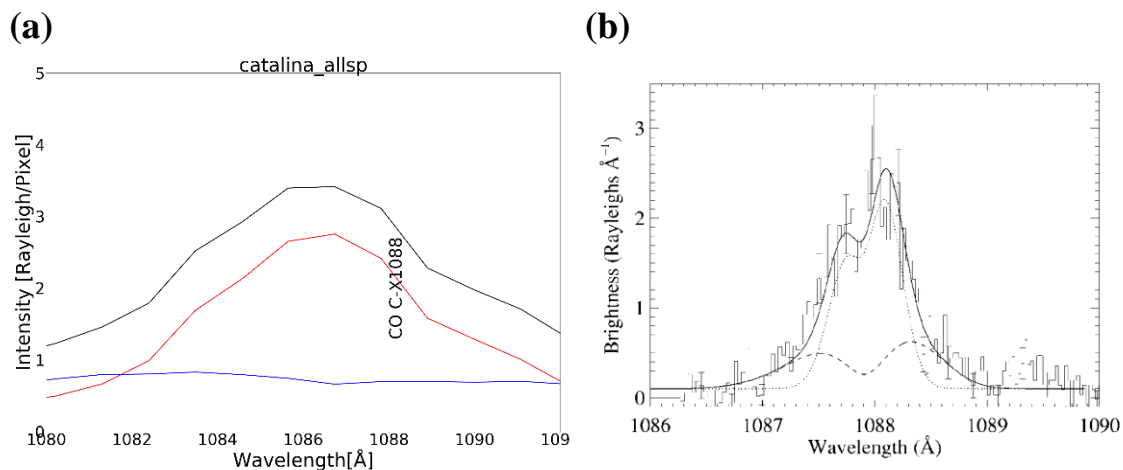


図 22 : CO 1088 輝線のスペクトル

(a) はひさき衛星で得られたスペクトル、(b) は FUSE によって彗星を観測して得られたスペクトルである [Feldman *et al.*, 2002]。

表 10: CO 1088 輝線から求めた CO コラム密度

輝線	発光強度 [Rayleigh]	g-factor [s]	コラム密度 [cm^{-2}]
CO (C-X) 1088	2.2 ± 0.5	3.86×10^{-8}	$(5.6 \pm 0.5) \times 10^{13}$

得られたコラム密度 N に以下の式 (5-1) を用いて、核から放出される CO 分子の生成率 Q_{CO} を求めた。 v は核から CO 分子が放出される速度で $0.8r^{-0.5}$ (r は日心距離 [au]) を用いた [Budzien *et al.*, 1994; Biver *et al.*, 1999]。 d はデータから 3.35×10^4 km である。

$$Q_{CO} = 4Nvd \quad (5-1)$$

Q_{CO} は $(6.65 \pm 0.55) \times 10^{28}$ molecule/s が得られた。

次に C 1329 輝線 (波長 132.9 nm) に Haser モデル(式 (2-7)) を用いた。娘原子 C はコマ中の CO 分子から光解離して生成されたものであると考える。

表 11: CI 1329 輝線から求めた炭素原子コラム密度

輝線	発光強度 [Rayleigh]	g-factor [s]	コラム密度 [cm^{-2}]
CI 1329	9.70 ± 0.9	2.64×10^{-7}	$(3.68 \pm 0.34) \times 10^{13}$

表 12: 彗星コマ中の CO が消滅する化学反応式と反応率

[Rubin *et al.*, 2009; Huebner *et al.*, 1992]

CO 化学反応	解離率 [s]
$CO + hv \rightarrow C + O$	5.18×10^{-7}
$CO + hv \rightarrow CO^+ + e$	6.25×10^{-7}
$CO + hv \rightarrow C^+ + O + e$	4.77×10^{-8}
$CO + hv \rightarrow O^+ + C + e$	3.94×10^{-8}

Haser モデルより求めた CO の生成率 Q_{CO}' は $(1.23 \pm 0.11) \times 10^{29}$ molecule/s が得られた。CI 1329 輝線から求めた CO 生成率 Q_{CO}' と CO 輝線から求めた CO 生成率 Q_{CO} で導出過程が異なるため値に差が生じた。この差が生じる原因は、得られた Q_{CO}' は核から放出される CO 分子とコマ中で CO₂ から解離して生成される CO 分子も含まれるからだと考えられる。

5.3 H コラム密度の時間変化

図 23 は 11/22 ~ 11/30 の間の Catalina 彗星の H コラム密度の変動を表す。

11/25 ~ 11/27 で H コラム密度の極大値を確認した。本来コラム密度は日心距離の二乗に反比例するはずであり、その値を同じく図にプロットし比較した。ここで観測時期 (2015/11/22 ~ 2015/11/30) の太陽活動度について Natural Resources Canada (<https://spaceweather.gc.ca/solarflux/sx-en.php>) と LISIRD の FISM-P Earth Solar Spectral Irradiance (https://lasp.colorado.edu/lisird/data/fism_p_ssi_earth/) のデータを用いて調べた。図 25 は Catalina 彗星観測時期の太陽光中の波長 10.7 cm の電波のフラックスの変動、図 26 は太陽から放射される Ly- α 光の変動を表している。両データとも、11/22 ~ 11/30 にかけて放射強度は減少していることが分かった。したがって、H コラム密度の上昇が太陽光の影響によるものではないと示唆できる。

11/27 に見られる極大値の原因として、核からの定常的な放出 (昇華) 以外に突発的なガス放出により H 原子が増加している可能性が挙げられる。また Protopapa *et al.* (2018) では Catalina 彗星を赤外線観測して、コマ中の H₂O 氷粒の存在を確認している。この H₂O 氷粒は、DNC で過去に確認されており、コマ中に氷粒が放出されるのは活動度の高い DNC のみだと言われている。したがって、今回確認された近日点後の H コラム密度の上昇の原因は、核からの突発的なガス放出やコマ中の氷粒の昇華が考えられる。

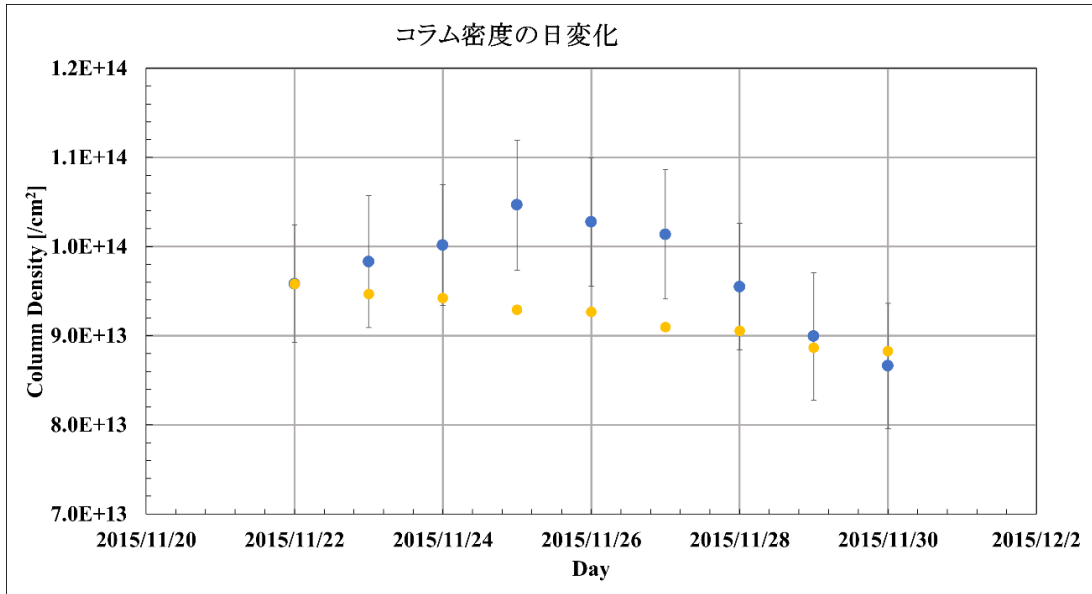


図 23: H コラム密度の日変化

青点はひさき衛星で得られた H コラム密度。黄色点は 11/22 のコラム密度を基準として日心距離の逆二乗で規格化した値。近日点は 11/15 であり、近日点後に H コラム密度が上昇している。

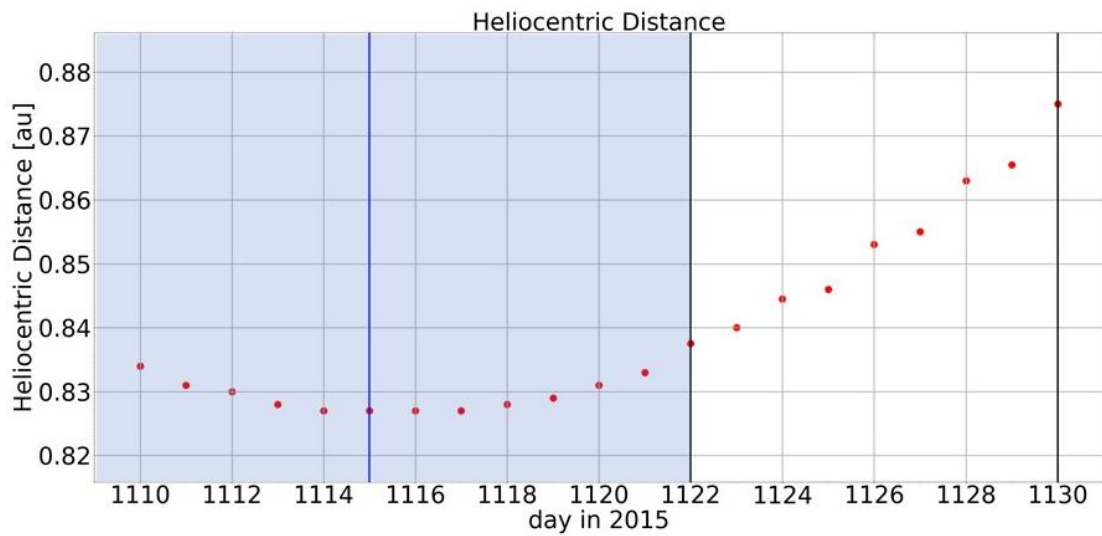


図 24: Catalina 彗星の観測日と日心距離の関係

青線は 11/15 の近日点を示す。ひさき衛星では 11/22 - 11/30 に Catalina 彗星を観測している。

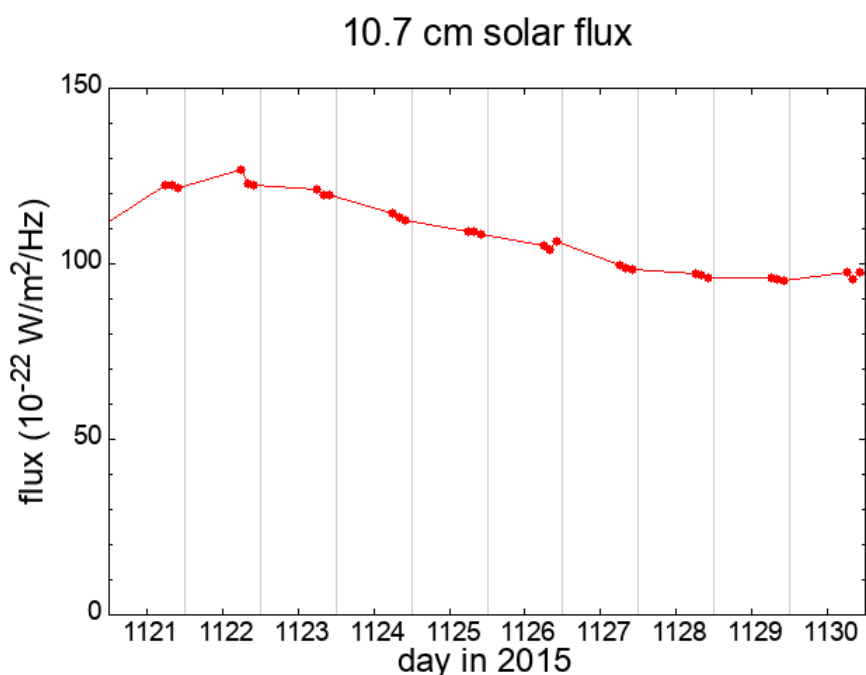


図 25: 2015/11/21 ~ 11/30 の太陽光中の波長 10.7 cm の電波フラックスの変動

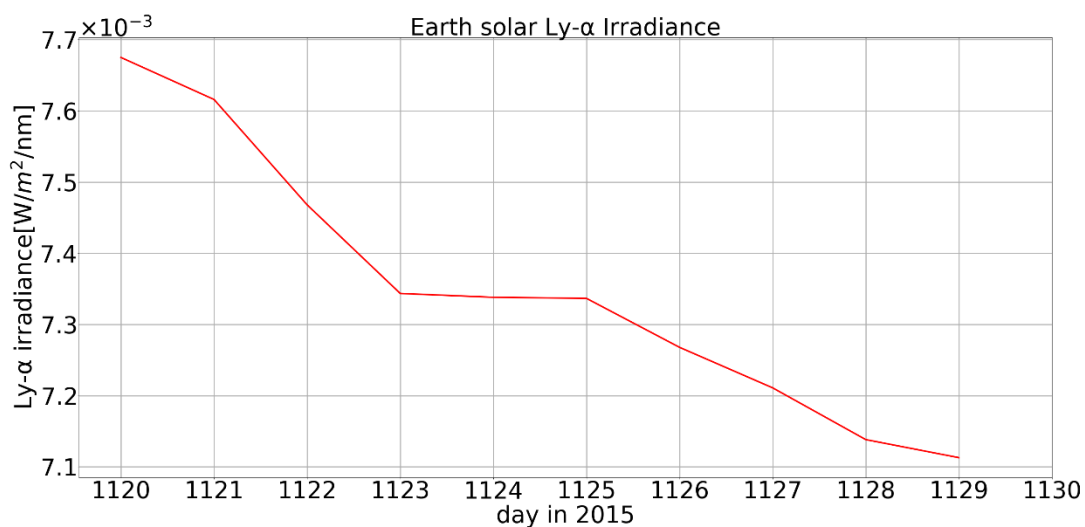


図 26: 2015/11/20 ~ 30 の太陽光 Ly- α 輝線の放射強度の変動

5.4 H₂O 生成率の導出

ひさき衛星による観測データと 2 分子版 Haser モデル (2.4.2) の比較により、H₂O 生成率を導出した。観測日毎の H コラム密度の鉛直分布に 2 分子版 Haser モデル

$$n_d(t, r) = \frac{Q_{H_2O \rightarrow H} \left(t - \frac{r}{v_{H_2O \rightarrow H}} \right)}{4\pi r^2 v_{H_2O \rightarrow H}} \exp\left(-\frac{r}{\gamma_{H_2O \rightarrow H}}\right) + \frac{Q_{OH \rightarrow H} \left(t - \frac{r}{v_{OH \rightarrow H}} \right)}{4\pi r^2 v_{OH \rightarrow H}} \exp\left(-\frac{r}{\gamma_{OH \rightarrow H}}\right)$$

を視線積分してフィッティングした (図 27)。得られた H_2O 生成率 $Q_{\text{H}_2\text{O}}$ は $(3.0 \pm 0.1) \times 10^{30}$ molecule/s となった。

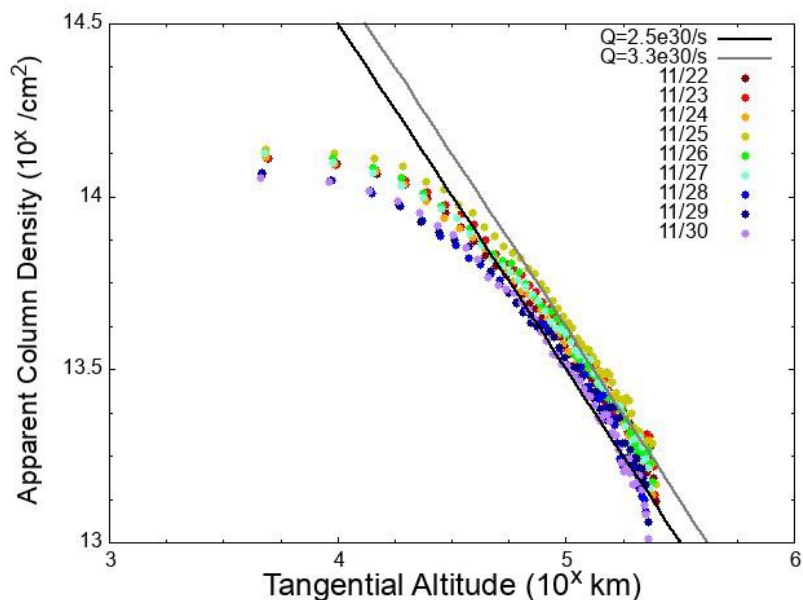


図 27: 観測日毎の H 鉛直分布とモデルとの比較

横軸 : 核からの距離、縦軸 : H コラム密度、黒・灰色の線がモデルから得られた鉛直分布である。

この図を見ると、核からの距離約 5×10^4 km 以下で、モデルの鉛直分布と観測で得られた鉛直分布に差が生じている。モデルのパラメータである Q, t を変化させても差は埋まらなかった。

この現象の原因について考察する。まずモデルでは核から放出する H_2O 生成率 $Q_{\text{H}_2\text{O}}$ を一定としているが、実際は時間変化していることが影響するのではないかと考えた。しかし、観測日毎の鉛直分布の形が等しいため、生成率の変動が直接的な原因ではないと分かる。次に、ひさき衛星の検出器の空間方向によって感度が異なるのか疑った。しかし、過去の観測の中でそのような事例が無いと考えるのが難しい。次に、今回 H 輝線は太陽光の共鳴散乱により得られた光だと考えているが、電子衝突反応による発光も含まれるのではないかと考えた。しかし、電子衝突反応が起きていた場合、核近傍で増光して今回の結果とは逆の傾向になる。次に、核に近づくにつれコマの密度が高くなるため、多重散乱が生じた可能性を考えた。これは、Ly- γ 輝線から求めた H コラム密度の鉛直分布と比較すると Ly- β 輝線から求めた鉛直分布と同様の形状をしているため、多重散乱ではないことが分かる (図 28)。

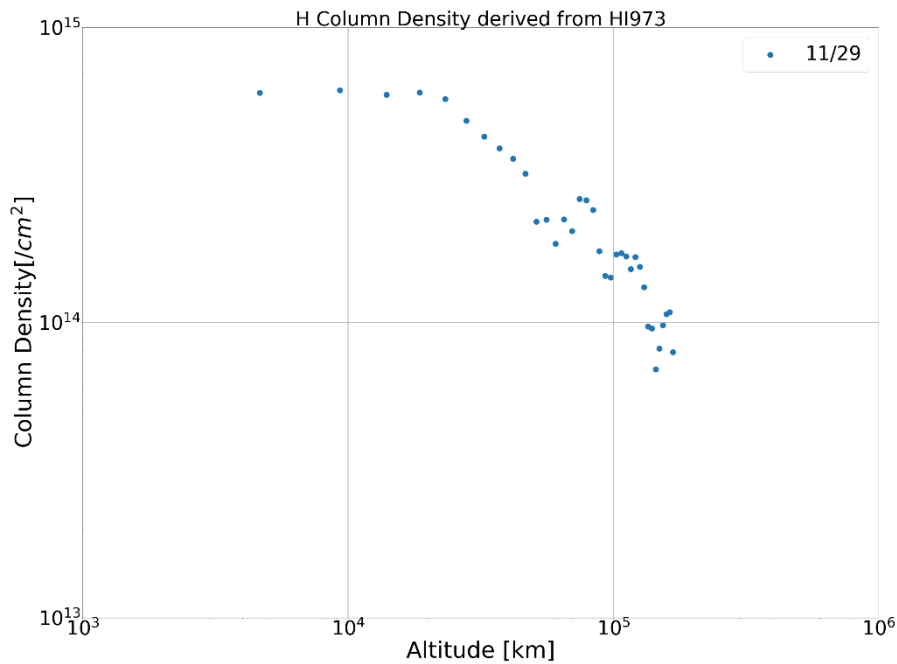


図 28: Ly- γ 輝線から求めた H コラム密度の鉛直分布
Ly- β 輝線から求めた鉛直分布と同様の形状をしている。

次にダストによる減光が生じたか考えた。しかし、ダストは高度数 100 km - 数 1000 km 程度に広がり、モデルとずれが生じ始めた 5×10^4 km には届かないため可能性は低い。また太陽光により H 原子が放射加速されている可能性も、鉛直分布が左右対称であることから考えられない。

ここで、 H_2O の寿命は $\sim 6.1 \times 10^4$ sec で、 H_2O 速度は式 $0.8r^{-0.5}$ (r は日心距離) [Lupu *et al.*, 2007] を用いて 0.87 km/s である。したがって、 H_2O のスケール長 (核から放出された H_2O が解離するまでに進む距離) は $\sim 5.29 \times 10^4$ km である。調度モデルと観測値の差が 5×10^4 km 以下であることから、分子の速度が問題であった可能性が挙げられる。更に、2.4.2 項のモデルで H_2O , OH は原点に留まっていると仮定したので、核付近での H 密度は高くなることも裏付ける要因である。

したがって、 H_2O , OH を原点に留まらせていたことが原因である可能性が高いと考えた。今後核から放出された分子の速度、解離生成された分子の速度を考慮し、モデルの改良をしていく必要がある。

6 考察

6.1 過去の観測例との比較

過去に観測された彗星の Ly- α 発光強度について今回の結果と比較する (表 13)。太陽観測衛星 SOHO を始めとして、彗星の Ly- α 輝線の観測例は幾つかあるが、比較的光量の少ない Ly- β , Ly- γ 輝線の観測例は少ないため、ここでの比較では Ly- α を対象とした。

表 13 より短周期彗星よりも長周期・非周期彗星の発光が強いことが分かる。これは長周期・非周期彗星が会合直前まで太陽光による風化の影響を受けておらず、観測時に大量の原子・分子を放出しているという理解と整合する。また、今回観測した Catalina 彗星の発光は他彗星 (長周期・非周期含め) よりも非常に明るかったと言える。

表 13: 過去の観測で得られた Ly- α 発光強度

彗星	分類	日心距離 [au]	Ly- α 発光強度 [Rayleigh]
46P/Wirtanen	短周期	1.09	46 ^a
67P/Churyumov-Gerasimenko	短周期	1.3	<10 ^b
		1.292	<10 ^b
		1.246	<10 ^b
		1.29	200 ^c
C/1995 Hale-Bopp	非周期 (DNC)	0.91	12000 ^d
1P/Halley	短周期	0.84	~100000 ^e
2P/Encke	短周期	0.93	6400 ^f
		0.76	18000 ^f
		0.715	400 (BG 混入) ^g
C/1969 Y1 Bennett	長周期	1.12	40000 ^h
		1.12	10000 ^g
103P/Hartley 2	短周期	0.15	150 ⁱ
C/2009 P1 Garradd	短周期	1.6	100 ^j
C/1996 B2 Hyakutake	長周期	1.07	10000 ^k
C/1975 V1-A West	非周期	0.386	150000 ^l
C/2013 US10 Catalina	非周期	0.855	200000

a: [Bertaux *et al.*, 1999], b: [Bertaux *et al.*, 2014], c: [Shinnaka *et al.*, 2017], d: [Combi *et al.*, 2000], e: [Combi and Feldman 1993], f: [A'Hearn *et al.*, 1985], g: [Bertaux *et al.*, 1973], h: [Code *et al.*, 1972], i: [Combi *et al.*, 2011], j: [Combi *et al.*, 2019], k: [Bertaux *et al.*, 1997], l: [Opal *et al.*, 1977]

過去に観測された彗星の CO/H₂O 比について、ひさき衛星データの解析から得られた結果と比較する (表 14)。なお、一般的に日心距離により太陽光フラックスが変わるため、分子生成率が変動すると考えられる。そこで異なる日心距離で観測している様々な彗星の明るさを比較するために生成率を日心距離の逆二乗により規格化した。ひさき衛星で観測した Catalina 彗星の CO/H₂O 生成率比は 0.02 である。また、単純な Haser モデルで求めた H₂O 生成率の値が 8×10^{29} molecule/s であった。なお、本結果では H₂O から生成された H 原子のみを考え OH から生成される H 原子を考慮していない。実際は OH から生成される H 原子もあるため、今回求めた生成率は下限値に相当する。以下にこれらの結果の解釈を示す。

表 14:過去の観測から得られた CO/H₂O 生成率比

彗星	分類	近日点距離[au]	Q_{H_2O} [molecule/s]	Q_{CO} [molecule/s]	Q_{CO}/Q_{H_2O} [%]	Ref.
1P/Halley	短周期	0.59	$(7.3 \pm 1.0) \times 10^{29}$	$(4.1 \pm 0.8) \times 10^{28}$	5.6 ± 0.8	[1]
			$(5.6 \pm 0.5) \times 10^{30}$	$(3.1 \pm 0.4) \times 10^{28}$	5.5 ± 0.6	[2]
			1.3×10^{30}		2.8 ± 0.4	[3]
C/1979 Y1 Bradfield	短周期	0.55	2.9×10^{29}	1.0×10^{28}	3.5	[1]
			1.5×10^{29}	$(5.1 \pm 1.3) \times 10^{27}$	3.5 ± 0.9	[4]
			7.1×10^{28}		9.5 ± 2.6	[3]
153P/Ikeya-Zhang	長周期	0.51	2.7×10^{29}	$(1.9 \pm 0.1) \times 10^{28}$	7.1 ± 0.4	[5]
			$(1.4 \pm 1.3) \times 10^{30}$	$(4.6 \pm 2.7) \times 10^{28}$	47 ± 30	[6]
C/2001 Q4(NEAT)	長周期	0.96	1.9×10^{29}	$(1.7 \pm 0.2) \times 10^{28}$	8.8 ± 0.8	[5]
C/1996 B2 (Hyakutake)	長周期	0.23	3.0×10^{29}	$(6.4 \pm 0.1) \times 10^{28}$	21 ± 0.3	[7] [8]
C/2000 WM ₁ (LINEAR)	非周期	0.56	6.7×10^{28}	$(3.0 \pm 0.2) \times 10^{26}$	0.5 ± 0.03	[9]
C/1999 T1 (McNaught-Hartley)	非周期	1.17	3.7×10^{28}	3.8×10^{27}	10	[10]
C/2012 S1(ISON)	非周期	0.012	2.0×10^{28}	$(2.7 \pm 0.4) \times 10^{26}$	1.3 ± 0.2	[11]
C/2014 Q2 (Lovejoy)	短周期	1.29	2.7×10^{29}	$(1.3 \pm 0.2) \times 10^{28}$	5.0 ± 0.6	[11]
C/2009 P1 (Garradd)	短周期	1.55	4.0×10^{29}	$(8.5 \pm 1.1) \times 10^{27}$	22 ± 2.8	[11]

103P/Hartley 2	短周期	0.95	7.6×10^{27}	$(2.3 \pm 1.2) \times 10^{25}$	0.3 ± 0.2	[11]
9P/Tempel 1	短周期	1.49	$(3.9 \pm 0.2) \times 10^{27}$	$(1.9 \pm 1.6) \times 10^{27}$	49 ± 25	[12] [13]
C/2013 US10 Catalina	非周期	0.83	$1.1 \times 10^{30} <$ $(4.0 \pm 0.6) \times 10^{30}$	$(9.1 \pm 0.8) \times 10^{28}$	(2.7 ± 0.2) < 9.1	

[1] Feldman *et al.*, 1997, [2] Tozzi *et al.*, 1998, [3] A'Hearn *et al.*, 1995, [4] Saxena *et al.*, 2002, [5] Lupu *et al.*, 2007, [6] Biver *et al.*, 2006, [7] Combi *et al.*, 1998, [8] Biver *et al.*, 1999, [9] Weaver *et al.*, 2002, [10] Feldman *et al.*, 2009, [11] Feldman *et al.*, 2018 May, [12] Mumma *et al.*, 2005, [13] Biver *et al.*, 2007.

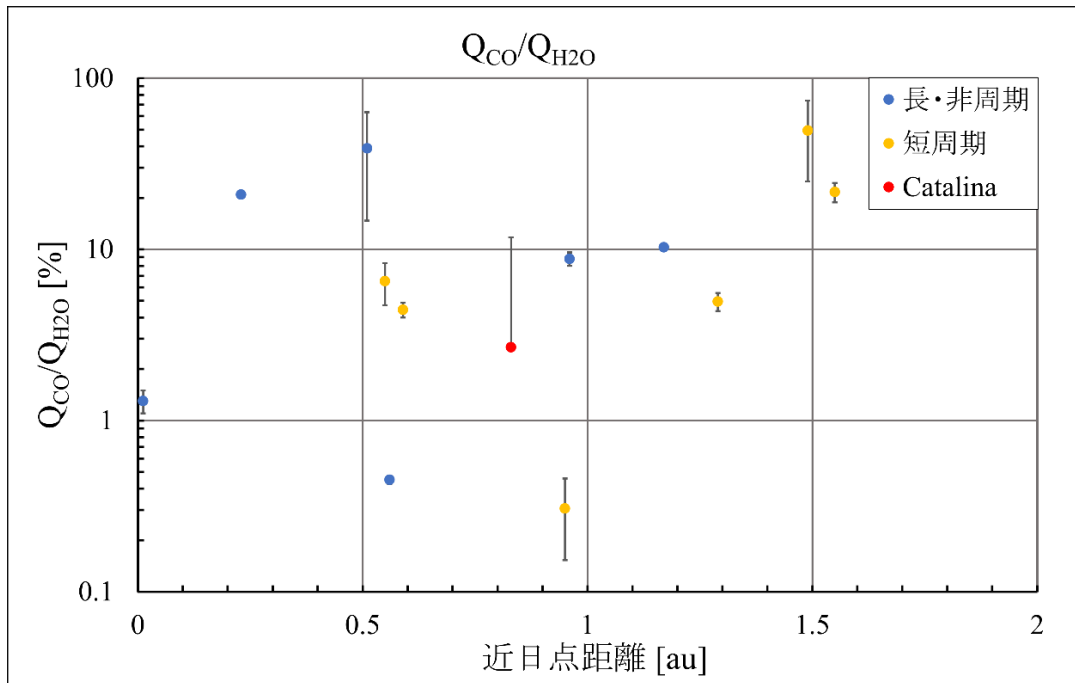


図 29: 近日点距離と CO/H₂O 比の関係。

6.2 彗星の活動度の比較

6.2.1 短周期・長周期彗星の違い

表 14 では過去の観測から得られた短周・長周期・非周期彗星の H₂O 生成率, CO 生成率を記した。これらを日心距離によりプロットした (図 29)。短周期・長 (非) 周期・Catalina 彗星で色分けした。今回得た Catalina 彗星の値は、短周期彗星より低い値となっている。また彗星の分類による傾向は確認できなかった。そこで H₂O 生成率, CO 生成率をそれぞれ分けてプロットした (図 30・図 31)。

図 30 では H_2O 生成率を比較した。短周期彗星が $10^{26} - 10^{29}$ で多く、長周期 (DNC) は $10^{28} - 10^{31}$ 辺りに観測例が多いことが分かる。これは短周期彗星が太陽に焙られ宇宙風化をしていることと整合がとれる。宇宙風化を受けていない長周期・非周期彗星の中でも Catalina 彗星は H_2O を多く含んでいたと示唆できる。

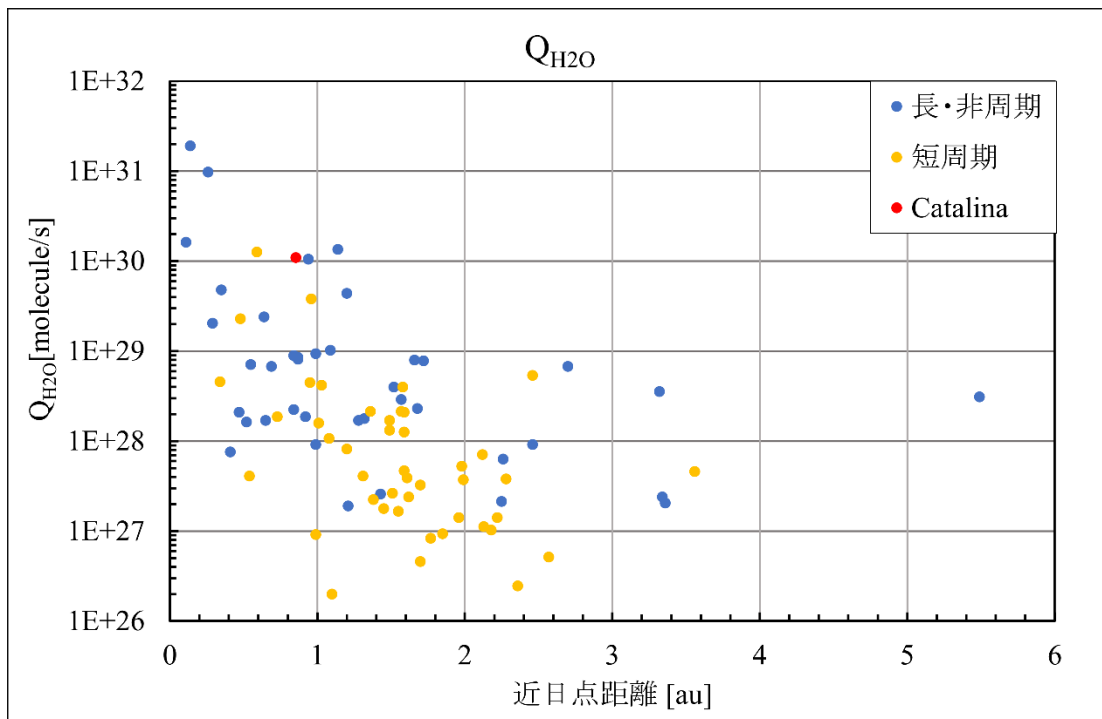


図 30: 過去の観測から得られた彗星の H_2O 生成率 (Appendix 参照)

図 31 では CO 生成率を比較した。 CO 生成率は H_2O 生成率よりも観測例が少なく、また誤差が大きいためデータ数が少ない。 CO 生成率は短周期・長周期による違いは見られなかった。しかし、他の彗星より Catalina 彗星の値が大きいことが分かる。

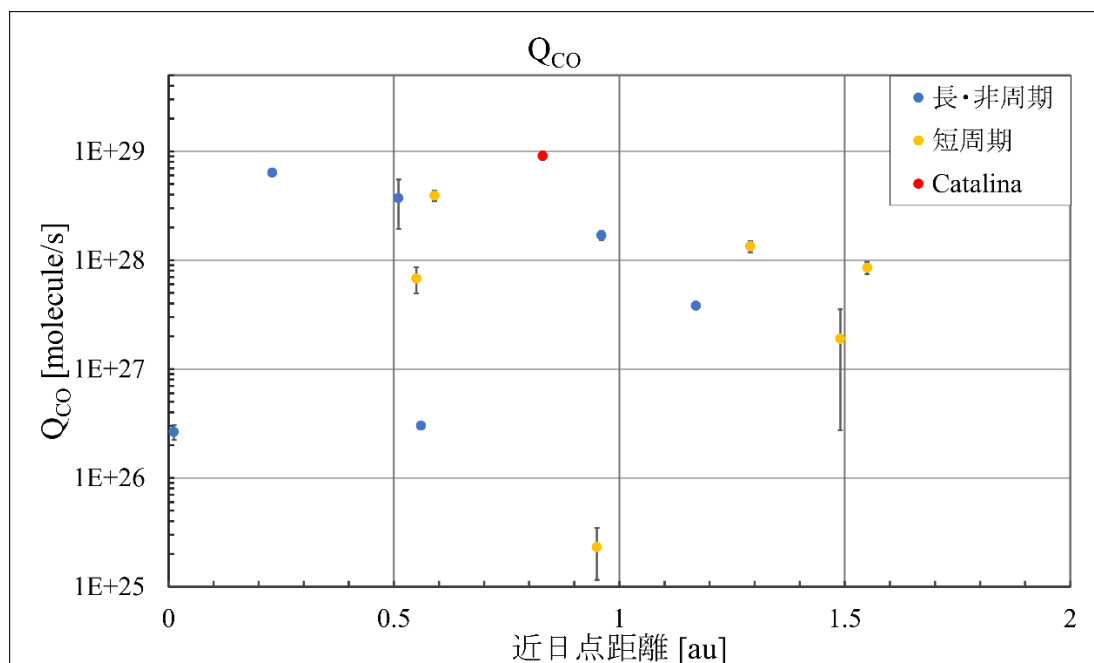


図 31:過去の観測より得られた CO 生成率。

6.3 Catalina 彗星の形成環境に関する示唆

前節で Catalina 彗星の H_2O 、CO 生成率は共に他の彗星よりも高いことが分かった。これは Catalina 彗星が非周期であり、ひさき衛星による観測時に初めて太陽に焙られたためであるとも考えられる。しかし、Catalina 彗星と同じ分類である非周期彗星や長周期彗星と比較しても高い値である。この原因として①Catalina 彗星が他の彗星より冷えた領域で形成された。②Catalina 彗星の核の大きさが他の彗星よりも大きい。この二つが挙げられる。

①について、他の非周期彗星より CO の含有量が高かったと考えれば、形成時に CO の昇華が他彗星よりも進まない冷えた領域で形成されたことが推測できる。また、 H_2O 生成率も高いため、揮発性物質が他彗星より多く含まれていた可能性がある。このことから冷えた領域で形成された可能性が考えられる。

②について、核の大きさは彗星ごとにばらつきがあり、Catalina 彗星の核が一般より大きい場合、放出する面積も大きくなるため生成率も高くなると考えられる。実際に彗星核の大きさも踏まえたパラメータを用いて彗星比較も近年行われている [Lis *et al.*, 2019]。しかし、彗星の核の大きさを測定することは探査機を用いた近接撮像でないと難しく、数例しか比較できない。

現在計画されている Comet Interceptor により DNC の近接観測が行われる予定である。Comet Interceptor には可視カメラが搭載されるため、DNC の核の成分や大きさなどの情報が得られるはずである。この結果から核の大きさも踏まえたパラメータを議論するために、必要な情報が得られることを期待している。

7 まとめ

彗星の多くは約 46 億年前の太陽系形成時の情報を保持していると考えられており、太陽系形成時の物質分布や温度環境を知るために非常に重要である。コマに含まれる分子や原子の発光から、親分子の分子生成率を導出でき、この彗星核の活動度を表す指標を様々な彗星の間で比較し、系統的な特徴を見出すことで太陽系形成初期の環境に関する理解が進むと考えられている。本研究では、地球周回衛星ひさきによって観測された非周期彗星 C/2013 US10 Catalina の極端紫外スペクトルデータを解析し、 H_2O 、 CO の生成率を導出した。また過去の彗星観測との比較を通し Catalina 彗星の特徴について議論した。

ひさき衛星は地球周回衛星であるため、ジオコロナが観測データに含まれてしまうことからジオコロナの影響を取り除き彗星本来の輝線を抽出することが出来た。

$\text{Ly-}\beta$ 、 $\text{Ly-}\gamma$ 輝線から $\text{Ly-}\alpha$ の発光強度を類推し、この値は $\sim 2 \times 10^5$ Rayleigh となり、他彗星と比べてかなり明るい彗星であることが分かった。

得られた H コラム密度の日変化を確認したところ、近日点後に極大値が見られた。太陽活動度と比較した結果、太陽光による増光ではなく、核から突発的なガス放出が起きたと推測した。

生成率を求めるために 2 分子版 Haser モデルを用いた。その結果、 H_2O 生成率が $(3.0 \pm 0.1) \times 10^{30}$ molecule/s と求められた (下限値は一般的な Haser モデルより 8.0×10^{29} molecule/s と求められた)。また CO 輝線から CO 生成率は $(6.7 \pm 0.6) \times 10^{28}$ molecule/s と導出した。したがって、 $\text{CO}/\text{H}_2\text{O}$ 比は 2.7 % となった。過去に観測された彗星と比較し、 $\text{CO}/\text{H}_2\text{O}$ 比は他彗星より低い値であった。しかし H_2O 生成率、 CO 生成率それぞれで比較したところ、 CO が枯渇している訳では無いと考えた。共に他彗星よりも高い値であったことから Catalina 彗星が形成時に冷えた環境で形成されたか、また Catalina 彗星の核が大きかったと考えられた。

今後の課題として 2 分子版 Haser モデルの改良や今回解析には用いなかった他輝線を用いて今回の結果を裏付けるなど進めたい。また、C 輝線から導出した CO 生成率も用いて議論を進めたい。

本研究の結果は、現在計画中である Comet Interceptor ミッションにて観測装置の設計に役に立つだろう。また、Comet Interceptor の結果と Catalina 彗星の結果の比較で宇宙風化などを考慮せずに考察することができると期待している。

Appendix

Haser モデル式 (2-1) の導出過程を示す。 $Q, v_p, v_d, \gamma_p, \gamma_d$ はそれぞれ、分子生成率、親分子の速度、娘分子の速度、親分子のスケール長 ($v_p \times \tau_p$, τ_p は親分子の寿命)、娘分子スケール長 ($v_d \times \tau_d$, τ_d は娘分子の寿命) とする。

核から昇華したある分子が時刻 t において密度 $n(t)$ であるとして、単位時間あたりに光解離により減少する密度は式 (0-1) と書ける (τ は親分子の寿命)。

$$\frac{dn(t)}{dt} = -\frac{1}{\tau}n(t) \quad (0-1)$$

この微分方程式を解くと式 (0-2) となる。

$$n(t) = n(0) \times \exp\left(-\frac{t}{\tau}\right) \quad (0-2)$$

次に、単位時間あたりの娘分子の密度 $n_d(t)$ を考える。娘分子は親分子の光解離により生成され、娘分子自身の光解離により減少する。したがって、式 (0-3) の様に表せる。

$$\frac{dn_d(t)}{dt} = -dn_p(t) - \frac{1}{\tau_d}n_d(t) \quad (0-3)$$

ここで $n_p(t)$ は親分子の密度である。式(0-1) を式 (0-3) に代入すると以下の式で表せる。

$$\begin{aligned} \frac{dn_d(t)}{dt} &= \frac{1}{\tau_p}n_p(t) - \frac{1}{\tau_d}n_d(t) \\ &= \frac{n_p(0)}{\tau_p} \exp\left(-\frac{t}{\tau_p}\right) - \frac{1}{\tau_d}n_d(t) \end{aligned} \quad (0-4)$$

式 (0-4) は娘分子の密度の微分方程式となり、 $t = \infty$ の時 $n_d = 0$ となる境界条件を解くと以下の解が得られる。

$$n_d(t) = n_p(0) \times \frac{\tau_d}{\tau_d - \tau_p} \times \left\{ \exp\left(-\frac{t}{\tau_d}\right) - \exp\left(-\frac{t}{\tau_p}\right) \right\} \quad (0-5)$$

核から距離 r の位置にある分子が核を中心とする動径方向にのみ運動し、速度 v で一定だと仮定すると $r = v \times t$ と表せ、式 (0-4) を r に関する微分方程式に変換すると式 (0-6) となる。

$$\frac{dn_d(t)}{dr} = \frac{n_p(0)}{\tau_p \times v_p} \exp\left(-\frac{t}{\tau_p}\right) - \frac{1}{\tau_d \times v_d} n_d(t) \quad (0-6)$$

この微分方程式を解くと式 (0-7) が得られる。

$$n_d(t) = n_p(0) \times \frac{v_p}{v_d} \times \frac{\gamma_d}{\gamma_d - \gamma_p} \times \left\{ \exp\left(-\frac{r}{\gamma_d}\right) - \exp\left(-\frac{r}{\gamma_p}\right) \right\} \quad (0-7)$$

ここでコマの膨張を考慮すると、コマは球対称に膨張するため体積が $\left(\frac{r}{r_0}\right)^2$ に比例して大きくなる (r_0 は核の半径)。したがって、式 (0-8) となる。

$$n_d(t) = n_p(r_0) \times \left(\frac{r_0}{r}\right)^2 \times \frac{v_p}{v_d} \times \frac{\gamma_d}{\gamma_d - \gamma_p} \times \left\{ \exp\left(-\frac{r}{\gamma_d}\right) - \exp\left(-\frac{r}{\gamma_p}\right) \right\} \quad (0-8)$$

$n_p(r_0)$ は核表面における親分子の密度である。よって、最終的に式 (0-9) が導出できる。

$$n_p(r_0) = \frac{Q}{4\pi v_p r_0^2} \quad (0-9)$$

$$n_d(t) = \frac{Q}{4\pi v_p r^2} \times \frac{v_p}{v_d} \times \frac{\gamma_d}{\gamma_d - \gamma_p} \times \left\{ \exp\left(-\frac{r}{\gamma_d}\right) - \exp\left(-\frac{r}{\gamma_p}\right) \right\}$$

2 分子版 Haser モデル式 (2-8), (2-9), (2-10) の導出過程を示す。 $Q_{H_2O \rightarrow H}(t), Q_{OH \rightarrow H}(t)$ はそれぞれ H_2O から発生する H の量と OH から発生する H の量である。 $Q, \tau_{H_2O}, \tau_{OH}, v_{H_2O \rightarrow H}, v_{OH \rightarrow H}$ はそれぞれ分子生成率、 H_2O, OH の寿命、 H_2O, OH の光解離で生じる H の速度を示す。 $\gamma_{H_2O \rightarrow H}, \gamma_{OH \rightarrow H}$ は $\gamma_{H_2O \rightarrow H} = v_{H_2O \rightarrow H} \times \tau_H, \gamma_{OH \rightarrow H} = v_{OH \rightarrow H} \times \tau_H$ でスケール長を表す (τ_H は H の寿命)。

上記と同様に単位時間あたりの H_2O の密度 $n_{H_2O}(t)$ 、 OH の密度 $n_{OH}(t)$ を考えると式 (0-10) が得られる。

$$\begin{aligned} \frac{dn_{H_2O}(t)}{dt} &= Q - Q_{H_2O \rightarrow H}(t) \\ \frac{dn_{OH}(t)}{dt} &= Q_{H_2O \rightarrow H}(t) - Q_{OH \rightarrow H}(t) \\ Q_{H_2O \rightarrow H}(t) &= \frac{n_{H_2O}(t)}{\tau_{H_2O}} \\ Q_{OH \rightarrow H}(t) &= \frac{n_{OH}(t)}{\tau_{OH}} \end{aligned} \tag{0-10}$$

これらより $n_{H_2O}(t)$ に関する密度の微分方程式 (0-11) が得られる。

$$\frac{dn_{H_2O}(t)}{dt} = Q - \frac{n_{H_2O}(t)}{\tau_{H_2O}} \tag{0-11}$$

$t = 0$ の時 $n_{H_2O} = 0$ より、微分方程式を解くと以下の解が得られる。

$$\begin{aligned} n_{H_2O}(t) &= Q[1 - e^{-t/\tau_{H_2O}}] \tau_{H_2O} \\ Q_{H_2O \rightarrow H}(t) &= Q[1 - e^{-t/\tau_{H_2O}}] \end{aligned} \tag{0-12}$$

また、式 (0-10) より $n_{OH}(t)$ に関する微分方程式 (0-13) が得られる。

$$\frac{dn_{OH}(t)}{dt} = Q[1 - e^{-t/\tau_{H_2O}}] - \frac{n_{OH}(t)}{\tau_{OH}} \tag{0-13}$$

$n_{OH}(t) = Q\tau_{OH} + Ae^{-t/\tau_{H_2O}} + Be^{-t/\tau_{OH}}$ において、同様に $t = 0$ の時 $n_{OH} = 0$ より、微分方程式を解くと以下の解が得られる。

$$n_{OH}(t) = \frac{Q\tau_{OH}}{\tau_{H_2O} - \tau_{OH}} \{(\tau_{H_2O} - \tau_{OH}) - \tau_{H_2O}e^{-t/\tau_{H_2O}} + \tau_{OH}e^{-t/\tau_{OH}}\} \quad (0-14)$$

$$Q_{OH \rightarrow H}(t) = \frac{Q}{\tau_{H_2O} - \tau_{OH}} \{(\tau_{H_2O} - \tau_{OH}) - \tau_{H_2O}e^{-t/\tau_{H_2O}} + \tau_{OH}e^{-t/\tau_{OH}}\}$$

次に $Q_{H_2O \rightarrow H}(t)$, $Q_{OH \rightarrow H}(t)$ を用いて、核からの距離 r における H の数密度を求める。核から H が放出されて r の位置に辿り着くまでに時間がかかるため、距離 r における H は H_2O から $Q_{H_2O \rightarrow H}\left(t - \frac{r}{v_{H_2O \rightarrow H}}\right)$, OH から $Q_{OH \rightarrow H}\left(t - \frac{r}{v_{OH \rightarrow H}}\right)$ で生成されたことになる。また、H が光解離により消滅することも考慮すると、式 (0-9) を発展させて以下の式 (0-15) が導出できる。

$$n_d(t, r) = \frac{Q_{H_2O \rightarrow H}\left(t - \frac{r}{v_{H_2O \rightarrow H}}\right)}{4\pi r^2 v_{H_2O \rightarrow H}} \exp\left(-\frac{r}{\gamma_{H_2O \rightarrow H}}\right) + \frac{Q_{OH \rightarrow H}\left(t - \frac{r}{v_{OH \rightarrow H}}\right)}{4\pi r^2 v_{OH \rightarrow H}} \exp\left(-\frac{r}{\gamma_{OH \rightarrow H}}\right) \quad (0-15)$$

表 15 過去の観測から得られた H₂O 生成率 [A'Hearn *et al.*, 1995]

彗星	近日点 [au]	Q _{H₂O} [molecule/s]	分類
Bowell BOWELL80B	3.36	2.04174E+27	DN
Kohoutek	0.14	1.90546E+31	DN
Austin AUSTI89C1	0.35	4.7863E+29	DN
Bradfield BRADFI79C	0.41	7.58578E+27	DN
Cernis-Petrauskas CP80K	0.52	1.62181E+28	DN
IRAS830	2.25	2.13796E+27	DN
Levy LEVY90C	0.94	1.04713E+30	DN
Machholz MACHHO85E	0.11	1.62181E+30	DN
Meier MEIER78F	1.14	1.34896E+30	DN
Okazaki-Levy-Rudenko OLR89R	0.64	2.39883E+29	DN
Cernis CERNIS83L	3.32	3.54813E+28	DN
P/IRAS	1.7	3.23594E+27	HF
P/Borsen-Metcalf BM	0.48	2.29087E+29	HF
P/Crommelin CROMMELIN	0.73	1.86209E+28	HF
1P/Halley	0.59	1.25893E+30	HF
P/Stephan-Oterma	1.57	2.13796E+28	HF
P/Swift-Tuttle	0.96	3.80189E+29	HF
P/Tuttle TUTTLE	1.01	1.58489E+28	HF
P/Ashbrook-Jackson AJ	2.28	3.80189E+27	JF
P/Borrelly BORRELLY	1.36	2.13796E+28	JF
P/Brooks 2 BROOKS 2	1.85	9.33254E+26	JF
P/Bus BUS	2.18	1.02329E+27	JF

P/Chernykh CHERNYKH	2.57	5.12861E+26	JF
P67/Churyumov-Gerasimenko	1.31	4.0738E+27	JF
P/Ciffreo	1.7	4.57088E+26	JF
P/Faye	1.59	4.67735E+27	JF
P/Gehrels 2	2.36	2.45471E+26	JF
21P/Gicobini-Zoinner	1.03	4.16869E+28	JF
P/Grigg-Skjellerup	0.99	9.12011E+26	JF
P/Gunn	2.46	5.37032E+28	JF
P/Klemola	1.77	8.31764E+26	JF
P/Schwassmann-W achmann 2	2.12	7.07946E+27	JF
P/Shoemaker I SHOEMAKEI	1.98	5.24807E+27	JF
P/Takamizawa	1.59	2.0893E+28	JF
P/Taylor	1.96	1.41254E+27	JF
P/Tsusshinshan 1	1.51	2.63027E+27	JF
P/Wild 2	1.49	1.31826E+28	JF
P/Wild 4	1.99	3.71535E+27	JF
P/Wolf-Harrington	1.61	3.89045E+27	JF
P/Russell 4	2.13	1.12202E+27	JF
P/Arend-Rigaux AR	1.45	1.77828E+27	JF
P/d'Arrest	1.2	8.12831E+27	JF
P/Encke	0.34	4.57088E+28	JF
P/Haneda-Campos	1.1	1.99526E+26	JF
P/Hartley 2	0.95	4.46684E+28	JF
P/Howell	1.62	2.39883E+27	JF
P/Kearns-Kwee	2.22	1.41254E+27	JF
P/Kopft KOPFF	1.58	3.98107E+28	JF
P/Metcalf-Brewington	1.59	1.25893E+28	JF
P/Neujmin I NEUJMINI	1.55	1.65959E+27	JF
P/Smirnova-Chernykh	3.56	4.57088E+27	JF
9P/Tempel 1	1.49	1.69824E+28	JF
P/Tempel 2	1.38	2.23872E+27	JF
P/Wirtanen	1.08	1.07152E+28	JF
P/Honda-Mrkos-Pajdusakova	0.54	4.0738E+27	JF
Shoemaker SHOEMA84S	1.21	1.90546E+27	OL
Shoemaker-Levy SL91D	2.26	6.30957E+27	OL

Bradfield BRADFI79L	0.55	7.07946E+28	OL
Bradfield BRADFI87S	0.87	8.51138E+28	OL
IRAS-Araki-Alcock	0.99	9.12011E+27	OL
Liller LILLER88A	0.84	8.91251E+28	OL
Meier MEIER79I	1.43	2.58226E+27	OL
Meier MEIER 80Q	1.52	3.98107E+28	OL
Nishikawa-Takamizawa-Tago NTT87C	0.87	8.12831E+28	OL
Thiele THIELE85M	1.32	1.77828E+28	OL
Tsuchiya-Kiuchi	1.09	1.02329E+29	OL
Bus BUS81D	2.46	9.12011E+27	YL
Sorrells SORREL86N	1.72	7.76247E+28	YL
Wilson	1.2	4.36516E+29	YL
Austin AUSTIN82G	0.65	1.69824E+28	YL
Bradfield BRADFI80T	0.26	9.77237E+30	YL
Shoemaker SHOEMA84F	2.7	6.76083E+28	YL
Shoemaker SHOEMA84R	5.49	3.0903E+28	YL
Austin AUSTIN84I	0.29	2.04174E+29	YL
Furuyama	1.68	2.29087E+28	YL
Hartley-Good	0.69	6.76083E+28	YL
P/Hartley-IRAS	1.28	1.69824E+28	YL
Kohler KOHLER77M	0.99	9.33254E+28	YL
Levy-Rudenko LR84T	0.92	1.86209E+28	YL
Panther PANTHES80U	1.66	7.94328E+28	YL
Shoemaker SHOEMA83P	3.34	2.39883E+27	YL
Shoemaker-Levy SL91A1	0.84	2.23872E+28	YL
Skorichenko-George SG89E1	1.57	2.88403E+28	YL
Sugano-Saigusa-Fujikawa SSF83E	0.47	2.0893E+28	YL
West	0.2	2.69153E+31	YN

参照文献

A'Hearn. M. F., Birch. P. V., Feldman. P. D., Millis. R. L. (1985). Comet Encke:gas production and lightcurve, *Icarus* **64**, 1-10.

A'Hearn. M. F., McFadden. L. A., Feldman. P. D., Bohnhardt. H., Rahe. J., Festou. M, ...& Schleicher. D. G. (1986). Ultraviolet spectrophotometry of comet Giacobini-Zinner during the ICE encounter, *In ESA Proceedings of an International Symposium on New Insights in Astrophysics. Eight Years of UV Astronomy with IUE* , p35-38 (SEE N87-19150 11-88).

A'Hearn. M. F., Millis. R. L., Schleicher. D. G., Osip. D. J., Birch. P. V. (1995). The ensemble properties of comets: Results from narrowband photometry of 85 comets, 1976-1992, *Icarus* **118**, 223-270.

Bertaux. J. L., Blamont. J. E., Festou. M. (1973). Interpretation of hydrogen Lyman-alpha observations of comets Bennett and Encke , *A&A*, **25**, 415-430.

Bertaux. J. L., Costa. J., Quémerais. E., Lallement. R., Berthe. M., Kyrola. E., ...& Goukenleuque. C. (1998). Lyman-alpha observations of comet Hyakutake with SWAN on SOHO, *Planetary Space Science*, **46-5**, 555-568.

Bertaux. J. L., Costa. J., Makinen. T., Quémerais. E., Lallement. R., Kyrola. E., Schmidt. W. (1999). Lyman-alpha observations of comet 46P/Wirtanen with SWAN on SOHO:H₂O production rate near 1997 perihelion, *Planetary Space Science*, **47**,725-733.

Bertaux. J. L., Combi. M. R., Quémerais. E., Schmidt. W. (2014). The water production rate of Rosetta target comet 67P/Churyumov-Gerasimenko near perihelion in 1996, 2002 and 2009 from Lyman a observations with SWAN/SOHO, *Planetary Space Science*, **91**,14-19.

Biver. N., Bockelée-Morvan. D., Crovisier. J., Davies. J. K., Matthews. H. E., Wink. J. E., ...& Despois. D. (1999). Spectroscopic Monitoring of Comet C/1996 B2 (Hyakutake) with the JCMT and IRAM Radio Telescope, *The Astronomical Journal*, **118** 1850.

- Biver, N., Bockelée-Morvan, D., Crovisier, J., Lis, D. C., Moreno, R., Colom, P., ... & Womack, M. (2006). Radio wavelength molecular observations of comets C/1999 T1 (McNaught-Hartley), C/2001 A2 (LINEAR), C/2000 WM₁ (LINEAR) and 153P/Ikeya-Zhang, *A&A*, **V449**, 1255-1270.
- Biver, N., Bockelée-Morvan, D., Boissier, J., Crovisier, J., Colom, P., Lecacheux, A., ... & Kwok, S. (2007). Radio observations of comets 9P/Tempel 1 before and after Deep Impact, *Icarus* **187**, 253-271.
- Brown, R. A. & Yung, Y. L. (1976). Io, Its atmosphere and optical emissions, In: Jupiter: studies of the interior, atmosphere, magnetosphere, and satellites. *University of Arizona Press*, Tucson, AZ, pp. 1102-1145.
- Budzien, S. A., Festou, M. C., Feldman, P. D. (1994). Solar Flux variability and the lifetimes of cometary H₂O and OH, *Icarus*, **107**, 164-188.
- Chamberlin, P. C., Eparvier, F. G., Knoer, V., Leise, H., Pankratz, A., Snow, M., ... & Woods, T. N. (2020). The Flare Irradiance Spectral Model-Version 2 (FISM), *Space Weather*, **18**, e2020SW002588.
- Cochran, A. L., Lvasseur-Regourd, AC., Cordiner, M., Hadamcik, E., Lasue, J., Gicquel, A.,... & Kuan, YJ. (2015). The composition of comets, *Space Sci Rev*, **197**, 9-46.
- Code, A. D., Houck, T. E., Lillie, C. F. (1972). Ultraviolet observations of comets, *The scientific results from the Orbiting Astronomical Observatory (OAO-2)*, 109-114.
- Combi, M. R., Feldman, P. D. (1993). Water production rates in Comet P/Halley from IUE observations of HI Lyman-beta, *Icarus*, **105(2)**, 557-567.
- Combi, M. R., Brown, M. E., Feldman, P. D., Keller, H. U., Meier, R. R., Smyth, W. H. (1998). Hubble Space Telescope ultraviolet imaging and high-resolution spectroscopy of water photodissociation products in Comet Hyakutake (C/1996 B2), *The Astrophysical Journal*, **494**, 816.
- Combi, M. R. (2000). Hale-Bopp: what makes a big comet different? coma dynamics: observations and theory, *Earth, Moon and Planets*, **89**, 73-90.

Combi. M. R., Harris. W. M., Smyth. W. H. (2004). Gas Dynamics and Kinetics in the Cometary Coma Theory and Observations, *Comets II*, Festou. M. C., Keller. H. U. and Weaver. H. A. (eds.), *University of Arizona Press*, Tucson, **745** pp, p523-552.

Combi. M. R., Bertaux. J. L., Quemerais. E., Ferron. S., Makinen. J. T. T. (2011). Water production by comet 103P/Hartley 2 observed with the SWAN instrument on the SOHO spacecraft, *The Astrophysical Journal*, **734**, L6.

Combi. M. R., Makinen. T. T., Bertaux. J. L., Quemerais. E., Ferron. S. (2019). A survey of water production in 61 comets from SOHO/SWAN observations of hydrogen Lyman-alpha: Twenty-one years 1996-2016, *Icarus*, **317**, 610-620.

Duncan. M., Levison. H., Dones. L. (2004). Dynamical evolution of ecliptic comets, *Comets II*, Festou. M. C., Keller. H. U. and Weaver. H. A. (eds.), *University of Arizona Press*, Tucson, **745** pp, p193-204.

Ehrenfreund. P., Charnley. S. B., Wooden. D. H. (2004). From interstellar material to cometary particles and molecules, *Comets II*, Festou. M. C., Keller. H. U. and Weaver. H. A. (eds.), *University of Arizona Press*, Tucson, **745** pp, p115-133.

Feldman. P. D., Festou. M. C., Tozzi. G. P., Weaver. H. A. (1997). The CO₂/CO abundance ratio in 1P/Halley and several other comets observed by IUE and HST, *The Astrophysical Journal*, **475**, 829 – 834.

Feldman. P. D., Weaver. H. A., Burgh. E. B. (2002). Far ultraviolet spectroscopic explorer observations of CO and H₂ emission in comet C/2001 A2 (LINEAR), *The Astrophysical Journal*, **576**:L91–L94.

Feldman. P. D., Lupu. R. E., McCandliss. S. R., Weaver. H. A., A'Hearn. M. F., Belton. M. J. S., Meech. K. J. (2006). Carbon monoxide in comet 9P/Tempel 1 before and after the Deep Impact encounter, *The Astrophysical Journal*, **647**:L61–L6.4

Feldman. P. D., Lupu. R. E., McCandliss. S. R., Weaver. H. A. (2009). The far-ultraviolet spectral signatures of formaldehyde and carbon dioxide in comets, *The Astrophysical Journal*, **699**:1104–1112.

Feldman. P. D., A'Hearn. M. F., Bertaux. J. L., Feaga. L. M., Keeney. B. A., Knight. M. M., ...& Weaver. H. A. (2018 Jan.). FUV spectral signatures of molecules and the evolution of the gaseous coma of comet 67P/Churyumov-Gerasimenko, *The Astronomical Journal*, **155**:9 (9pp).

Feldman. P. D., Weaver. H. A., A'Hearn. M. F., Combi. M. R., Russo. N. D. (2018 May). Far-ultraviolet spectroscopy of recent comets with the cosmic origins spectrograph on the Hubble Space Telescope, *The Astronomical Journal*, **155**:193 (8pp).

Festou. M. C., Keller. H. U., Weaver. H. A. (2004). COMETS II, *University of Arizona Press*.

Haser L. (1957). Distribution d'intensité dans la tête d'une comète, *Bull.Acad.R.Sci.Liege*,**43**,740-750.

Huebner. W. F., Keady. J. J., Lyon. S. P. (1992). Solar photo rates for planetary atmospheres and atmospheric pollutants, *Astrophysics and Space Science*, Volume **195**, Issue 1, pp.1-294.

Kando, T., Sugita. S., Sako. S., Ootsubo. T., Honda. M., Kawakita. H., ...& Watanabe. J. (2007). The Thickness and formation age of the surface layer on comet 9P/Tempel 1, *ApJ*, **661** L89.

Lis. D. C., Bockelée-Morvan. D., Gusten. R., Biver. N., Stutzki. J., Delorme. Y., ...& Okada. Y. (2019). Terrestrial deuterium-to-hydrogen ratio in water in hyperactive comets, *A&A*, **625**, L5.

Lupu. R. E., Feldman. P. D., Weaver. H. A., Tozzi. G. P. (2007). The fourth positive system of carbon monoxide in the Hubble space telescope spectra of comets, *The Astrophysical Journal*, **670**, 1473-1484.

Mumma. M. J., DiSanti. M. A., magee-Sauer. K., Bonev. B. P., Villanueva. G. L., Kawakita. H., ...& Hill. G. M. (2005). parent volatiles in comet 9P/Tempel 1: before and after impact, *Science*, **310(5746)**, 270-4.

Ootsubo. T., Kawakita. H., Hamada. S., Kobayashi. H., Yamaguchi. M., Usui. F., ...& Onaka. T., (2012). AKARI near-infrared spectroscopic survey for CO₂ in 18 comets, *The Astrophysical Journal*, **752**:15, (12pp).

Opal. C. B., Carruthers. G. R. (1977). Lyman-alpha observations of Comet West (1975n), *Icarus*, **31**-4, 503-509.

- Protopapa. S., Kelley. M. S. P., Yang. B., Bauer. J. M., Kolokolova. L., Woodward. C. E., ...& Sunshine. J. M. (2018). Icy grains from the Nucleus of Comet C/2013 US₁₀ (Catalina), *The Astrophysical Journal Letters*, **862**:L16, (7pp).
- Rubin. M., Hansen. K. C., Gombosi. T. I., Combi. M. R., Altwegg. K., Balsiger. H. (2009), Ion composition and chemistry in the coma of Comet 1P/Halley-A comparison between Giotto's Ion Mass Spectrometer and our ion-chemical network, *Icarus* **199**, 505-519.
- Saxena. P. P., Bhatnagar. S., Singh. M. (2002). On the source of C(¹D) atoms in cometary comae, *Astron. Soc.* **334**, 563-568.
- Shinnaka. Y., Fougere. N., Kawakita. H., Kameda. S., Combi. M. R., Ikezawa. S., ...& Yoshikawa. I. (2017). Imaging observations of the hydrogen coma of comet 67P/Churyumov-Gerasimenko in 2015 September by the PROCYON/LAICA, *The Astronomical Journal*, **153**:76, (6pp).
- Shinnaka. Y., Kawakita. H., Tajitsu. A. (2020). High-resolution Optical spectroscopic observations of comet 21P/Giacobini-Zinner in its 2018 apparition, *The Astronomical Journal*, **159**:203, (9pp).
- Tozzi. G. P., Feldman. P. D., Festou. M. C. (1998). Origin and production of C(¹D) atoms in cometary comae, *A&A*, **330**, 753-763.
- Weaver. H. A., Feldman. P. D., Combi. M. R., Krasnopolsky. V., Lisse. C. M., Shemansky. D. E. (2002). A search for Argon and O VI in three comets using the far ultraviolet spectroscopic explorer, *The Astrophysical Journal*, **576**, L95.
- Yoshikawa. I., Yoshioka. K., Murakami. G., Yamazaki. A., Tsuchiya. F., Kagitani. M., ... & Fujiwara. K. (2014). Extreme ultraviolet radiation measurement for planetary atmospheres/magnetospheres from the Earth-orbiting spacecraft (Extreme Ultraviolet Spectroscope for Exospheric Dynamics: EXCEED), *Space Science Reviews*, **184**(1-4), 237-258.
- Yoshioka. K., Murakami. G., Yamazaki. A., Tsuchiya. F., Kagitani. M., Sakanoi. T., ... & Yoshikawa. I. (2013). The extreme ultraviolet spectroscope for planetary science, EXCEED, *Planetary and Space Science*, **85**, 250-260.
- 金田 栄裕, 平尾 邦雄, 足原 修, 清水 幹夫, 伊藤 富造, 小田 稔. (1986). 「すいせい」によるハレー彗星紫外 (Ly α) 観測, *宇宙科学研究所報告*, 特集 第 19 号, P112-124.

高校生天体観測ネットワーク(Astro-HS), (2004). 彗星観測ハンドブック 2004,
https://pholus.mtk.nao.ac.jp/COMET/comet_handbook_2004/.

櫻井 邦明, 清水 幹夫. (1989). 彗星—その本性と起源—, 朝倉書店, P248.

鈴木 文二, 秋澤 宏樹, 菅原 賢. (2013). 彗星の科学 知る・撮る・探る, 恒星社厚生閣, P135.

疋田 伶奈, 吉岡 和夫, 村上 豪, 桑原 正輝, 吉川 一郎, (2017). ひさき衛星搭載の極端紫外分光撮像装置 (EXCEED) の回折格子の性能評価, 宇宙航空研究開発機構研究開発報告, JAXA-RR-16-012.

彦坂 健太郎, 亀田 真吾, 野澤 宏大, 吉岡 和夫, 山崎 敦, 吉川 一郎, 笠羽 康正. 彗星大気の生成メカニズムに関する研究 ~MMO搭載機器MSASIでの観測に向けて~, (2006). 宇宙航空研究開発機構研究開発報告, JAXA-RR-05-021.

藪下 信. (1982). 彗星と星間物質, 他人書店, P271.

謝辞

本研究を進めるにあたり、指導教官である吉岡和夫講師には2年間に渡り、熱心に大変多くのご指導をいただきました。深く感謝を申し上げます。また彗星という興味深いテーマを与えて頂き、充実した研究生生活を送ることが出来ました。新型コロナウイルスが蔓延している状況下で、研究室で人と会う機会は少なくなりましたが、毎週リモートで研究進捗会、論文読み合わせ等、熱心に時間を割いていただき、常にコネクションが取りやすい環境を作ってくださいました。心より感謝申し上げます。

同研究室の鈴木雄大様には、日頃より研究に関する多くのアドバイスをいただきました。また発表資料や本論文の添削など多くの時間を割いていただき、心より感謝申し上げます。また先輩の宇宙に対する熱い思いや鋭い視点に何度も助けていただきました。深く尊敬するとともに感謝申し上げます。

コロラド大学の益永圭様には、研究に対する多くの助言をしていただきました。心より感謝致します。

吉川一朗教授、今村剛教授にはセミナーの際に貴重なご意見をいただきました。心より感謝致します。

ひさき衛星チームの皆様、京都産業大学の河北英世教授、新中善晴様には、本研究に関する多くの助言をいただき、本論文をより深く推敲することが出来ました。深く感謝の意を表します。

先輩である疋田伶奈様、勝瀬陸様、米本周平様、佐藤愁太郎様、同期の赤玉裕匡様、千葉翔太様、西村晟八様、小野真聖様、後輩の楊航様、小杉龍暉様、富宣超様には、発表資料の添削や、研究に関するアドバイス、解析手法など様々な助言をいただきました。心より感謝致します。

また常に多方面で支えてくれた家族、友人なくして研究生生活を過ごさることはできませんでした。心より感謝申し上げます。

最後に関わって頂いた全ての方々のお陰で本論文を執筆することが出来ました。厚く御礼申し上げます。