

平成20年度～平成24年度私立大学戦略的研究基盤形成支援事業 研究成果報告書

研究教育用天文台の設置および 天文学研究教育拠点の設置



平成25年5月

学校法人名 京都産業大学

大学名 京都産業大学

研究組織名 神山天文台

研究代表者 河北 秀世

(京都産業大学・理学部・教授)

平成 20 年度～平成 24 年度私立大学戦略的研究基盤形成支援事業
研 究 成 果 報 告 書

「研究教育用天文台の設置および天文学研究教育拠点の設置」

平成 25 年 5 月

学校法人名 京都産業大学

大 学 名 京都産業大学

研究組織名 神山天文台

研究代表者 河北 秀世

(京都産業大学・理学部・教授)

〔 目 次 〕

◇ 成果報告書をまとめるにあたって	1
◇ 研究成果報告書概要（様式 1）	5
◇ 研究成果の詳細	35
◇ 神山天文台の普及教育活動	205
◇ 成果報告会	219

成果報告書をまとめるにあたって

京都産業大学神山天文台
神山天文台長 河北秀世

文部科学省私立大学戦略的研究基盤形成支援事業に採択され平成20年度より5年間の予定で開始した「研究教育用天文台の設置および天文学研究教育拠点の形成」プロジェクトは、今年度末をもって終了となりました。本研究プロジェクトは、天文学者であった荒木俊馬博士を学祖とする京都産業大学に天文学の研究教育拠点となる「神山天文台」を設置することが目的であり、5年間の期間に各種施設・設備の整備と実際の観測研究をスタートし、その後の神山天文台における研究教育への礎を築くことが目標でした。

神山天文台は平成21年度から京都産業大学の敷地内に建設が始まり、平成22年度から口径1.3mの望遠鏡および各種観測機器ならびに観測機器の開発実験施設を備えた天文台として、実際の運用を開始いたしました。最終年度である平成24年度までに3年間の運用実績を持つこととなります。その間、研究および教育ならびにアウトリーチなどの面で様々な取り組みを実施し、一定の成果をあげるに至ったと考えております。神山天文台は望遠鏡の口径そのものでは世界の大望遠鏡に及ぶところではありませんが、極めて能力の高い特徴ある観測機器を開発することを研究の柱としています。現在では、国内に設置されている天文台の中でも、特に装置開発面で力のある天文台として認識されるに至っております。

神山天文台は京都市内のキャンパス内に設置しておりますが、これは学生の教育という面では非常に利便性が高く、装置開発という面でも近隣のメーカー等との協力を得ながら進める事ができるという点でメリットがありました。特に装置開発面では、世界トップクラスの性能を持つ観測装置の開発に相次いで成功し、更に世界一の性能を目指して装置の改良を進めています。こうした装置開発には多くの学生も参加しており、スタッフと学生が一丸となってプロジェクトを進める中で、高い教育効果を発揮しています。しかし、京都市内という観測天文学的には厳しい条件（空の明るさ、年間晴天率の低さ、気象条件が安定していないなど）、実際の観測時間を十分に確保できないというデメリットもありました。現在までの3年間では様々なサブプロジェクトを実施し、神山

天文台における観測研究の可能性を探ってまいりましたが、気象条件的に成果が上がりにくい研究テーマも明らかになってまいりました。そのため、3年間で成果の出た研究テーマもあれば、成果が出なかった研究テーマもあります。

本報告書は、研究プロジェクトにおける成果をとりまとめたものです。プロジェクトでは、いくつかのサブテーマについて研究を推進してまいりました。

①太陽系外惑星の観測的研究に関しましては、世界的な観測ネットワークと協力し、二色同時撮像装置を用いた粘り強いモニタリング観測を実施してまいりました。しかし、前述のように晴天率の低さ（特に、当該テーマの観測上重要となる南天が京都市街の明かりのために観測条件が劣悪であることもあり）、残念ながら太陽系外惑星の検出には至っておりません。②太陽系内始原天体と生命起源物質探査につきましては、主に彗星を観測ターゲットといたしまして、神山天文台とNASAの彗星探査ミッションとの協力観測も成功し、また学外の大望遠鏡なども利用した観測研究を進め、一定の成果をあげております。③共生星・新星・超新星など時間変動天体の観測についても精力的に観測に取り組み、観測論文として結実しつつあります。多くの観測データは速報的には公開されておりますが、順次論文化が進んでおります。④惑星系構成物質の化学組成についても理論的な取り組みを行い、予定より若干の遅れはありましたが、論文として結実しつつあります。また、⑤生命生存可能領域や生命発生についても理論的な取り組みを行ない、パンスペルミア説に基づく生命伝搬の可能性について論文化いたしました。⑥惑星磁場の起源は、惑星磁場が生命発生に重要な影響をあたえることを念頭にした理論的な取り組みであり、磁場反転のメカニズムについて新たな機構を提案したものです。これも既に学術雑誌での出版に至っております。⑦宇宙における化学進化については、遠方銀河における金属量の進化を様々な手法を用いて追い、次第にその様子を明らかにしつつあります。これらは主に8mクラスの大望遠鏡を用いて実施しており、すでにいくつかの成果は論文として出版済みです。最後に、⑧高分散赤外分光器の開発については、世界水準の性能を持つ分光器の開発に成功し、現在、世界トップの性能を目指した研究開発を継続しつつ、特色ある本装置を用いた観測研究がスタートしようとしております。

以上、前述のように天候／気象条件による問題等もあり、その成果は様々です。しかし、そこから得られる教訓も多くありました。神山天文台の立地に起因する天候／気象条件の不利益を避けた観測テーマ立案が重要になっておりま

す。また、最近5年間の天文学の進歩には目をみはるものがあり、今後を見据えて研究テーマの見直しも必要と考えられます。こうした観点から、神山天文台では、これまでの3年間の結果をもとに平成25年度からの中期計画を策定いたしました。その中では、特徴ある装置開発および当該装置を用いた観測的研究を集中的に実施し、国内における装置開発拠点の一つとして天文学コミュニティにも大きく寄与できる天文台を目指すことが目標の一つとなっています。このように、神山天文台では、文部科学省私立大学戦略的研究基盤形成支援事業に採択された「研究教育用天文台の設置および天文学研究教育拠点の形成」プロジェクトの成果を基礎として、今後もさらなる発展を目指した活動を続けて行く予定です。

プロジェクト番号

S0801061

**平成20年度～平成24年度「私立大学戦略的研究基盤形成支援事業」
研究成果報告書概要**

1 学校法人名 京都産業大学 2 大学名 京都産業大学3 研究組織名 神山天文台(申請時:天文台設置プロジェクト)4 プロジェクト所在地 京都市北区上賀茂本山 京都産業大学5 研究プロジェクト名 研究教育用天文台の設置および天文学研究教育拠点の形成6 研究観点 研究拠点を形成する研究

7 研究代表者

研究代表者名	所属部局名	職名
河北 秀世	理学部／神山天文台	教授／台長

8 プロジェクト参加研究者数 16 名9 該当審査区分 理工・情報 生物・医歯 人文・社会

10 研究プロジェクトに参加する主な研究者

研究者名	所属・職名	プロジェクトでの研究課題	プロジェクトでの役割
河北 秀世	理学部／神山天文台・教授／台長	太陽系内始原天体と生命起源物質探査	プロジェクト統括
三好 蕃	理学部・教授	惑星系構成物質の化学組成について	理論的研究の推進
原 哲也	理学部・教授	生命生存可能領域、生命発生について	理論的研究の推進
米原 厚憲	理学部・准教授	太陽系外惑星の発見	観測的研究の推進
池田 優二	理学部・准教授	共生星・新星・超新星など時間変動天体の観測および高分散赤外分光器の開発	観測および装置開発
中道 晶香	神山天文台・神山天文台専門員	惑星磁場の起源	理論的研究の推進
吉川 智裕	神山天文台・神山天文台専門員	宇宙における化学進化	観測的研究の推進
藤代 尚文	神山天文台・神山天文台専門員	宇宙における化学進化	観測的研究の推進
磯貝 瑞希	神山天文台・特定研究員(PD)	共生星・新星・超新星など時間変動天体の観測、宇宙における化学進化、太陽系体惑星の観測的研究	観測的研究の推進

プロジェクト番号	S0801061
----------	----------

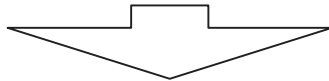
近藤 荘平	神山天文台・特定研究員(PD)	高分散赤外分光器の開発、宇宙における化学進化	観測的研究の推進
新中 善晴	理学研究科・特定研究員(RA)	太陽系内始原天体と生命起源物質探査	観測的研究の推進
新崎 貴之	理学研究科・特定研究員(RA)	共生星・新星・超新星など時間変動天体の観測および可視分光器の開発	観測および装置開発
(共同研究機関等) 渡部 潤一	国立天文台・副台長/教授	太陽系の構造・進化の解明	観測的研究の推進
小林 尚人	東京大学大学院 准教授	高分散赤外分光器の開発	装置開発他・観測的研究の推進
三戸 洋之	東京大学大学院 特任研究員	高分散赤外分光器の開発	装置開発他・観測的研究の推進
松永 典之	東京大学 助教	高分散赤外分光器の開発	装置開発他・観測的研究の推進

<研究者の変更状況(研究代表者を含む)>

旧

プロジェクトでの研究課題	所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
太陽系内始原天体と生命起源物質探査	京都産業大学・理学部 准教授	河北 秀世	観測的研究の推進

(変更の時期:平成22年 4月 1日)



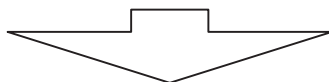
新

変更前の所属・職名	変更(就任)後の所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
京都産業大学・理学部 准教授	京都産業大学・理学部/神山天文台 教授/台長	河北 秀世	プロジェクト統括

旧

プロジェクトでの研究課題	所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
太陽系外惑星の発見	京都産業大学・理学部 講師	米原 厚憲	観測的研究の推進

(変更の時期:平成22年 4月 1日)



新

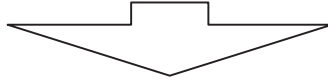
変更前の所属・職名	変更(就任)後の所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
京都産業大学・理学部 講師	京都産業大学・理学部 准教授	米原 厚憲	観測的研究の推進

旧

プロジェクト番号	S0801061
----------	----------

プロジェクト外での研究課題	所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
高分散赤外分光器の開発	フォトコーディング・代表	池田 優二	装置開発

(変更の時期:平成21年 10月 1日)



新

変更前の所属・職名	変更(就任)後の所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
フォトコーディング・代表	京都産業大学・理学部・准教授	池田 優二	観測および装置開発

追加

プロジェクト外での研究課題	所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
惑星磁場の起源	京都産業大学・神天文台・神天文台専門員	中道 晶香	理論的研究の推進

(変更の時期:平成21年 10月 1日)

追加

プロジェクト外での研究課題	所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
宇宙における化学進化	京都産業大学・神天文台・神天文台専門員	吉川 智裕	観測的研究の推進

(変更の時期:平成22年 4月 1日)

追加

プロジェクト外での研究課題	所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
宇宙における化学進化	京都産業大学・神天文台・神天文台専門員	藤代 尚文	観測的研究の推進

(変更の時期:平成22年 10月 25日)

追加

プロジェクト外での研究課題	所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
共生星・新星・超新星など時間変動天体の観測、宇宙における化学進化、太陽系惑星の観測的研究	京都産業大学・理学研究科・特定研究員(PD)	磯貝 瑞希	観測的研究の推進

(変更の時期:平成21年 5月 1日)

追加

プロジェクト外での研究課題	所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
共生星・新星・超新星など時間変動天体の観測、宇宙における化学進化	京都産業大学・理学研究科・特定研究員(PD)	新井 彰	観測的研究の推進

プロジェクト番号

S0801061

(変更の時期:平成21年 10月 1日)

追加

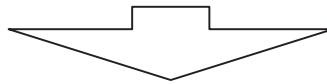
プロジェクト外での研究課題	所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
高分散赤外分光器の開発、宇宙における化学進化	京都産業大学・理学研究科・特定研究員(PD)	近藤 荘平	観測的研究の推進

(変更の時期:平成22年 4月 1日)

旧

プロジェクト外での研究課題	所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
共生星・新星・超新星など時間変動天体の観測、宇宙における化学進化、太陽系惑星の観測的研究	京都産業大学・理学研究科・特定研究員(PD)	磯貝 瑞希	観測的研究の推進

(変更の時期:平成23年 4月 1日)



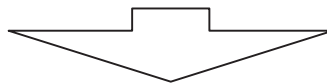
新

変更前の所属・職名	変更(就任)後の所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
京都産業大学・理学研究科・特定研究員(PD)	京都産業大学・神山天文台・特定研究員(PD)	磯貝 瑞希	観測的研究の推進

旧

プロジェクト外での研究課題	所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
共生星・新星・超新星など時間変動天体の観測、宇宙における化学進化	京都産業大学・理学研究科・特定研究員(PD)	新井 彰	観測的研究の推進

(変更の時期:平成23年 4月 1日)



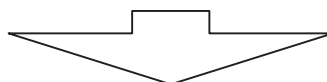
新

変更前の所属・職名	変更(就任)後の所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
京都産業大学・理学研究科・特定研究員(PD)	京都産業大学・神山天文台・特定研究員(PD)	新井 彰	観測的研究の推進

旧

プロジェクト外での研究課題	所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
高分散赤外分光器の開発、宇宙における化学進化	京都産業大学・理学研究科・特定研究員(PD)	近藤 荘平	観測的研究の推進

(変更の時期:平成23年 4月 1日)



プロジェクト番号	S0801061
----------	----------

新

変更前の所属・職名	変更(就任)後の所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
京都産業大学・理学研究科・特定研究員(PD)	京都産業大学・神山天文台・特定研究員(PD)	近藤 荘平	観測的研究の推進

削除

プロジェクトでの研究課題	所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
共生星・新星・超新星など時間変動天体の観測、宇宙における化学進化	京都産業大学・神山天文台・特定研究員(PD)	新井 彰	観測的研究の推進

(変更の時期:平成24年 5月31日)

追加

プロジェクトでの研究課題	所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
太陽系内始原天体と生命起源物質探査	京都産業大学・理学研究科・特定研究員(RA)	小林 仁美	観測的研究の推進

(変更の時期:平成21年 5月 1日)

削除

プロジェクトでの研究課題	所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
太陽系内始原天体と生命起源物質探査	京都産業大学・理学研究科・特定研究員(RA)	小林 仁美	観測的研究の推進

(変更の時期:平成24年 3月31日)

追加

プロジェクトでの研究課題	所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
太陽系内始原天体と生命起源物質探査	京都産業大学・理学研究科・特定研究員(RA)	新中 善晴	観測的研究の推進

(変更の時期:平成23年 4月 1日)

追加

プロジェクトでの研究課題	所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
共生星・新星・超新星など時間変動天体の観測および可視分光器の開発	京都産業大学・理学研究科・特定研究員(RA)	新崎 貴之	観測および装置開発

(変更の時期:平成24年 4月 1日)

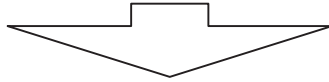
旧

プロジェクトでの研究課題	所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
太陽系の構造・進化の解明	国立天文台・准教授	渡部 潤一	観測的研究の推進

(変更の時期:平成23年 4月 1日)

プロジェクト番号

S0801061



新

変更前の所属・職名	変更(就任)後の所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
国立天文台・准教授	国立天文台・副台長/教授	渡部 潤一	観測的研究の推進

追加

プロジェクト外での研究課題	所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
高分散赤外分光器の開発、宇宙における化学進化	東京大学大学院・准教授	小林 尚人	装置開発他・観測的研究の推進

(変更の時期:平成23年 4月 1日)

追加

プロジェクト外での研究課題	所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
高分散赤外分光器の開発、宇宙における化学進化	東京大学大学院・特任研究員	三戸 洋之	装置開発他・観測的研究の推進

(変更の時期:平成23年 4月 1日)

追加

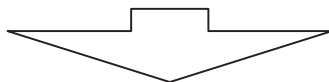
プロジェクト外での研究課題	所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
高分散赤外分光器の開発、宇宙における化学進化	東京大学大学院・特任研究員	松永 典之	装置開発他・観測的研究の推進

(変更の時期:平成23年 4月 1日)

旧

プロジェクト外での研究課題	所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
高分散赤外分光器の開発、宇宙における化学進化	東京大学大学院・特任研究員	松永 典之	装置開発他・観測的研究の推進

(変更の時期:平成24年 9月 1日)



新

変更前の所属・職名	変更(就任)後の所属・職名	研究者氏名	プロジェクトでの役割
東京大学大学院・特任研究員	東京大学・助教	松永 典之	装置開発他・観測的研究の推進

11 研究の概要(※ 項目全体を10枚以内で作成)

(1) 研究プロジェクトの目的・意義及び計画の概要

京都産業大学は宇宙物理学者である荒木俊馬博士が創立した大学である。本学の特徴を生かした特色ある研究・教育の拠点形成を目指し、現在、国内の私立大学としては最大となる口径1.3m望遠鏡を備えた研究教育用天文台の設置を進めている。この天文台において、太陽系および太陽系外惑星系の起源と進化についての総合的な研究を進め、我々の太陽系の起源探究、他の惑星系における第二の地球検出などを大きな柱として研究を推進する。こうした観測を基に、汎惑星形成論を構築することも研究目的の一つである。また、研究遂行上必要な特色ある天体観測装置の新規開発が必要であり、そのための新しい観測手法、技術開発も本研究の大きな柱である。本研究によって得られる新技術は、広く国内外の天文コミュニティにとっても有用であり、世界中が協力してすすめる超大型30m望遠鏡計画への寄与などを通じて本学の存在を世界に示すことが出来る。また、教育研究のみならず近隣の市民への天文台公開を通じた社会教育、また社会への貢献という観点から技術開発面を中心とした各種の無償・有償サービスにも力を注ぐ。研究は5カ年の期間のうち最初の二年間で天文台を設置し、つづく3カ年で研究を進めるかたちとなっており、太陽系外惑星および私たちの太陽系、またそれらの形成に至る宇宙の物質化学進化といったテーマを研究の中心に据え、それらを観測および理論の両面から推進する。特に、構想調書段階の計画からの大きな変更点はないが、①惑星系形成に至る宇宙の物質化学進化という大きな観点から「宇宙規模での物質化学進化」、また「新星や超新星、晩期型星など質量放出によって物質化学進化に寄与するような時間変動天体などの観測的研究」、そして②「生命生存可能な条件の一つである磁場の存在に関する研究」など研究組織に参加する研究者の増員に伴い、より包括的な研究テーマを追加している。

(2) 研究組織

神山天文台は、教育職員8名と事務職員3名で運営されている。組織の長である天文台長を河北が務め(理学部と兼務)、組織全体の統括・意思決定を行っている。天文台の運営における重要な案件については、天文台長が議長を務める「天文台運営委員会」において議論・承認するシステムをとっている。当初は京都産業大学の組織の中で学長直下に置かれた単独組織となっていたが、平成24年度より研究機構の中に組込まれている。

各研究者の役割については、太陽系外惑星に関する観測的研究を米原准教授と磯貝研究員が中心に行っており、一方で理論的な取り組みについては、三好教授、原教授、中道神山天文台専門員らによって研究が推進されている。また、惑星系形成に至る物質化学進化という観点から、池田准教授、吉川神山天文台専門員、新井研究員、磯貝研究員、近藤研究員、RAの新崎、更に東京大学・小林准教授、三戸特任研究員、松永助教らが、宇宙規模から銀河系内にいたる様々なスケールでの物質化学進化について研究を行っている。最後に、台長の河北と国立天文台・渡部教授および RA の小林および新中が、太陽系内始原天体と生命起源物質探査に関する研究を推進した。

次に研究支援体制であるが、京都産業大学全体として、教育職員に対して「基礎費」と呼ぶ研究費を一律に年間20万円用意し、これに加えて国内外旅費補助、論文出版費用などの一部を補助するなど、支援体制を整備している。

最後に共同研究機関等との連携については、国立天文台との装置開発面で連携を進めている(平成20年度、平成21年度、平成24年度と国立天文台・大学支援経費による研究業務委託を受けている)。

(3) 研究施設・設備等

研究施設の面積および使用者数

・平成 20 年度

2号館 28研究室(26.25 m²) 1人
 2号館 22研究室(26.25 m²) 1人
 2号館 25研究室(27.25 m²) 1人
 2号館 39研究室(26.25 m²) 1人

・平成 21 年度

2号館 28研究室(26.25 m²) 1人
 2号館 22研究室(26.25 m²) 1人
 2号館 25研究室(27.25 m²) 1人
 2号館 24実験室(26.25 m²) 2人
 2号館 37研究室(26.25 m²) 1人
 2号館 39研究室(26.25 m²) 1人

・平成 22 年度

2号館 28研究室(26.25 m²) 1人、
 2号館 22研究室(26.25 m²) 1人
 2号館 25研究室(27.25 m²) 1人
 2号館 24実験室(26.25 m²) 2人
 2号館 37研究室(26.25 m²) 1人、
 2号館 39研究室(26.25 m²) 1人
 2号館 R&Dオフィス(52.50 m²) 1人
 天文台棟 研究室1(52 m²) 2人
 天文台棟 研究室2(38 m²) 3人
 天文台棟 エレキショップ(55 m²) 2人
 天文台棟 オプトショップ(51 m²) 2人

・平成 23、24 年度

2号館 28研究室(26.25 m²) 1人、
 2号館 22研究室(26.25 m²) 1人
 2号館 25研究室(27.25 m²) 1人
 2号館 24実験室(26.25 m²) 2人
 2号館 37研究室(26.25 m²) 1人、
 2号館 39研究室(26.25 m²) 1人
 天文台棟 研究室1(52 m²) 2人
 天文台棟 研究室2(38 m²) 3人
 天文台棟 エレキショップ(55 m²) 2人
 天文台棟 オプトショップ(51 m²) 2人

主な研究装置、設備の名称および利用時間数
(研究装置)

・経緯台式天体追尾装置 [H20 設置]

H20 年度・・・0時間

H21 年度・・・375時間

H22 年度・・・1450時間

- H23 年度・・・1450時間
 H24 年度・・・1450時間(見込み)
- ・口径 1.3m 可視赤外線用光学系 [H21 設置]
 - H21 年度・・・375時間
 - H22 年度・・・1450時間
 - H23 年度・・・1450時間
 - H24 年度・・・1450時間(見込み)
 - ・可視光・二色同時撮像装置 [H21 設置]
 - H21 年度・・・120時間
 - H22 年度・・・725時間
 - H23 年度・・・725時間
 - H24 年度・・・725時間(見込み)
 - ・可視光・分光装置 [H22 設置]
 - H22 年度・・・240時間
 - H23 年度・・・240時間
 - H24 年度・・・240時間(見込み)
- (研究設備)
- ・観測データ処理システム 1 式 [H22 設置]
 - H22 年度・・・4400時間
 - H23 年度・・・4400時間
 - H24 年度・・・4400時間(見込み)
 - ・天体観測装置開発実験設備 1 式 [H22 設置]
 - H22 年度・・・2000時間
 - H23 年度・・・2000時間
 - H24 年度・・・2000時間(見込み)

(4) 研究成果の概要 ※下記、13及び14に対応する成果には下線及び*を付すこと。

研究プロジェクトの計画や目的・意義と関連づけて、当初の目標をどれだけ達成したか記述するとともに、新たに得られた知見などについても具体的に記述してください。

主に上記の項目10に記載されている研究テーマごとに、研究成果及び目標達成度について述べる(括弧内は主な担当者)。

①太陽系外惑星の観測的研究(米原、磯貝)*⁶²

私たちの太陽系以外の惑星を探す試みは過去15年間に着実に進められつつも、地球と同程度の大きさの惑星検出については、観測的な困難が伴い、十分には進んでいない。第二の地球の検出を目指し、我々はマイクロレンズ効果を用いた検出方法を採用し、平成20年度から平成24年度にかけて、望遠鏡の整備および、観測に必要な可視光二色同時撮像装置の設置、そして観測の実施を進めてきた。この研究の推進は(1)ハードウェア開発、(2)ソフトウェア開発、(3)観測による研究の推進、の3つのステップで行ってきた。これらについて、以下にまとめる。

(1)太陽系外惑星探査のためには、数時間程度のタイムスケールでの光度変動を、1%以下の精度で測光観測をする必要がある。そのため、検出器そのものの測光精度はもとより、一度に多数の天体の撮像観測を行い相対測光することで高精度測光を実現するために、広視野の撮像装置が必要となる。また、観測中の色変化から対象天体のより正確・かつ多様な情報を引き出すことが可能となることが、幾つかの理論的研究から明らかになってい

る。そこで、望遠鏡の主焦点に搭載する撮像装置(Araki telescope Dual imagER, ADLER)の開発を行った。既にADLERは観測可能な状態となっており、迷光を抑えるための望遠鏡バッフルの装着、適切なフラットの作成手順の確立などを経て、平成22年度に本格的な観測を開始した。なお、より詳細に対象の天体の特徴を明らかにするため、各波長域のカメラについて最大10種類のフィルターを搭載することが可能な設計となっており、多様なフィルターの搭載を予定しているほか、グリズムによる簡易分光も可能な装置となっている。また、分割波長域を異にするダイクロイックミラーの利用も可能であり、このことから、他の研究テーマへの幅広い利用も可能である。

(2) 太陽系外惑星探査のためには、同じ天域を何度も観測する必要がある。そのため、ADLER 制御用のソフトウェア開発による観測・運用の利便性向上は、観測的研究を推進していく上で、必要不可欠となる。現在、コマンド操作インタフェース(CUI)での観測が可能な状態となっており、観測時のフォーカス調整など様々なアクションを半自動で行えるようになっている。一方、ADLER によって取得されたデータを効率良く解析し、光度変動を高精度で測定するためのソフトウェアについては、既に同種の観測的研究を行っている名古屋大学STE研の協力を受け、ADLER で得られるデータに特化した自動解析ソフトウェアを完成した。

(3) 以上の2段階を経て、現在、名古屋大学のグループなどとも連携しつつ、マイクロレンズ現象のアラートが出たターゲットに対してのフォローアップ観測を精力的に実施している。観測対象が銀河中心方向に偏っており、日本からは夏場の特定の時期にしか観測できない。残念ながら、現在までの我々の観測において、明らかに太陽系外惑星が存在すると確認できるデータは得られていない。

② 太陽系内始原天体と生命起源物質探査、太陽系の構造・進化の解明(河北、渡部、小林仁美、新中) *1-33,*59,*68-75,*82,*87-88

太陽系形成初期における惑星構成物質であった「微惑星」の残存物である彗星の観測を中心に、太陽系形成物質を探ることを目的として観測的研究を推進している。特に、こうした物質の中に生命の起源と関連した有機物が豊富に含まれていることを明らかにする。1. 3m望遠鏡が整備されるまでの平成20年度、平成21年度については、学内に設置済みであった口径28cmの望遠鏡を用いた彗星の可視光低分散分光を行うと同時に、国立天文台すばる望遠鏡や赤外線衛星などを活用した観測を行ってきた。平成22年度からは1. 3m望遠鏡を活用している。主な成果としては 彗星氷中の有機分子組成比の決定および重水素/水素比および原子核スピン異性体比の測定、赤外線衛星AKARI による彗星氷中のCO₂分子存在度の決定などがある。また平成22年度には、NASAが行ったEPOXI彗星探査計画を地上から支援する観測も実施し、探査ターゲットとなった彗星の化学成分を明らかにすることに成功した(特に優れた成果の欄を参照のこと)。その他、河北を中心として多くの彗星の近赤外線高分散分光サーベイを行い、特に軌道周期が短い木星族短周期彗星の素性が明らかになってきた。

③ 共生星・新星・超新星など時間変動天体の観測(池田、新井、磯貝、新中、新崎) *34-41,*56-58,*60-61,*63,*66,*67-68,*81,*83,*84

惑星系構成物質の化学組成を決めているいくつかの要因のうち、宇宙における物質化学進化の重要な一端を担うのが、晩期型星や新星、超新星などによる質量放出である。こうした天体は時間的な変動を示し、大望遠鏡での細やかなフォローアップが難しい。我々は、平成21年度までは学内に設置済みであった28cm望遠鏡と小型分光器を用いた観測を行い、平成22年度以降は小型分光器を1. 3m望遠鏡に仮設置して用いてきた。その成果は、既に国際天文学連合の回報によって国際的にも発信された。一方、いくつかの観測について

は、学会等での発表を行っている(＜優れた成果があがった点＞参照)。しかし、この小型の分光器はあくまで仮設置されたものであり、現状では望遠鏡の性能をフルに発揮できていない。そのため平成22年度には、1.3m望遠鏡に最適化した分光器の開発を行い、これを設置した。この分光器は波長分解能～10000の分光機能と同時に直線偏光度の測定が可能な観測装置であり、星周円盤などの星周囲構造を探る上で極めて強力なツールとなっている。現在、こと座β星の観測などを継続的に行っている。明るい新星が出現した際には、新星爆発の際の放出物の非対称構造を探ることが可能であり、非常に興味深い結果が期待されている(現在のところ、二色同時撮像装置と交替で望遠鏡に設置しており、当該装置を設置中には明るい新星は現れていない)。

④惑星系構成物質の化学組成について(三好、新井)

太陽や惑星を形成する物質のうち、ヘリウムよりも重い元素は殆ど星の中で創られ、超新星爆発や巨星からの質量放出によって星間にばらまかれたものであることは現在よく知られている。したがって、太陽系を形成する物質の元素組成比は、まずは銀河系が形成された後太陽系が形成されるまでの間に、銀河系内に発生した超新星爆発や巨星からの質量放出、及びそれらによって汚染された星間ガスから形成された第2世代、第3世代、…の超新星や巨星からの質量放出を全て総合した値(銀河系全体の平均値)に近いことが予想される。ところが、隕石に含まれる同位体の研究から、太陽系の形成は、ジーンズの星形成理論でよく知られる星間雲における小さな密度揺らぎの重力不安定的な成長ではなく、超新星および巨星の爆発を直接のきっかけとしていることが明らかになりつつある。本研究は、現在の太陽系の元素組成比を太陽系の形成が始まったとされる45.7億年前の値にまでもどして、それを当時の星間ガスの平均的な元素組成比と比べ、両者の違いから、太陽系の形成が始まる直前における星間雲と超新星および巨星の爆発の時間差と相互距離を求めることを目指している。このうち、現在の太陽系の元素組成比を45.7億年前の値に戻す作業は殆ど終わっているが、その当時の星間ガスの平均的な元素組成比を求める作業や、各種超新星や巨星からの質量放出に関する理論的・観測的詳細情報(元素組成比や放出速度など)についてはまだ殆ど手付かずの状態にある。したがって、これらの情報をできるだけ正確に求めるのが今後の主たる仕事になる。たとえば、超新星爆発時に創られるウラン235(半減期7億年)とウラン238(半減期44.7億年)の数比が超新星の種類別に正確に分るだけでも、この研究は大幅に前進する。

⑤生命生存可能領域、生命発生について(原)^{*42-44}

地球起源の隕石が太陽系や太陽系以外の系へ伝播していく可能性を調べている。地球起源の隕石としては、約6550万年前の小惑星が地球に衝突したチクシュルーブ・クレーターの例を考えている。その直径約10kmの小惑星の衝突により、地球もそれと同等(もしくは数分の1)の質量の岩石が地球外へ巻き上げられ、他の惑星へ伝播する可能性がある。この地球から放出された隕石の軌道の数値計算は、Melosh(2003)によってなされており、火星、木星、土星等のswing by等の摂動により太陽系内はもとより、数%程度の石は、数十万年から数百万年の時間スケールで太陽系からも放出されることが指摘されている。地球起源の隕石は太陽系内の、水が存在すると想定される火星はもとより、Encheladus, Europa, Veres等の衛星へも伝播して、多数がそこへ落下しており、地球起源の生命がそこで増殖している可能性は非常に高い。又、地球起源の隕石の大きさを直径1cm程度と推定すると、太陽系以外の近くの星の系へも伝播してゆき、そこで矢張りswing by等の摂動によりその経緯に捕獲されて、そこでの惑星の系へ落下している可能性も決して低くは無いことを、推定している。逆にいえば、銀河系で最初にどこかで生命が発生したとするなら、その生命の種が、同じよう

なメカニズムで、この太陽系にやってきた可能性も大きく、地球上の生命も他の惑星での起源の可能性は高い。

⑥惑星磁場の起源(中道)^{*45,*46,*67,*85,*86}

惑星において生命が発生するために必要な条件の一つに惑星磁場の存在が挙げられる。惑星磁場は中心星や宇宙からやってくる高エネルギー粒子や紫外線を防ぐ役割があり、発生直後の脆弱な生命が存続するためには磁場の存在が欠かせない。こうした磁場がどのようなメカニズムで発生し、維持され、また変化するかという問題について理論的な取り組みを始めており、一定の成果を得た。当該成果は既に論文として出版した。

⑦宇宙における化学進化(吉川、近藤)^{*47,*48}

宇宙開闢以来、この宇宙における物質の進化は止まることなく続いている。我々の銀河系内での物質化学進化は言うまでも無く、宇宙全体における物質化学進化を探ることは、系外銀河における惑星の存在可能性を探る上で非常に重要な問題意識である。観測上、より遠方の銀河を観測することは、宇宙の過去をさかのぼることに他ならない。こうした遠方銀河の観測により、宇宙における物質進化史を明らかにすることを目的として、大型望遠鏡での観測を含めて推進している。また、遠方のクエーサーを光源とした多くの銀河による吸収線系の観測を重要な手段と認識しており、現在、開発中の高分散赤外線分光器を大型望遠鏡に設置することも視野に入れて、研究・開発を進めている。近赤外線高分散分光器は平成24年度にファーストライトを迎えたばかりであるが、今後、海外適地の4mクラス望遠鏡にPI装置として持ち込み、クエーサー吸収線系サーベイ観測を行うことを目標としている。

⑧高分散赤外分光器の開発(池田、近藤、小林尚人、三戸、松永)^{*49-53,*54-55,*64-65,*77,*78,*80}

近赤外線高分散分光器の開発を進めている。本格的な開発は平成23年度より開始し、当該装置に必要な検出器やデュワーの設計、装置の検討、イマージョン回折格子の開発などが終了、平成24年度にはファーストライトに成功した。開発は東京大学との共同研究という形をとっており、非常に短期間で一定のレベルまで装置が立ち上がった。現状では波長分解能3万の性能を発揮しつつあり、世界トップクラスの望遠鏡と肩を並べるまでにいたっている。すでにいくつかの天体を試験的に観測しつつあり、平成24年度中には本格的な観測体制がとれるようになる。更に今後、分散素子をエシェル回折格子からイマージョン回折格子へとアップグレードすることを予定しており、最終的には波長分解能10万の世界性高レベルを目指して開発を進めている。

<優れた成果があがった点>

上記の②「太陽系内始原天体と生命起源物質探査、太陽系の構造・進化の解明」において、2010年10月にアメリカNASAが実施した彗星探査計画EPOXIに協力し、探査機が彗星核に再接近した時刻付近で神山天文台からも同時観測に成功している。彗星探査機が搭載していなかった可視光分光器による観測から、彗星に含まれている各種ラジカルの成分を分光学的に明らかにすることに成功した。同彗星は過去の観測から通常の木星族短周期彗星とは異なる組成を持つことが指摘されてきたが、今回の探査機と地上望遠鏡との同時観測成功により、可視から赤外線にいたるまで幅広い、かつ、空間スケール的にも広いダイナミックレンジにおける観測が成功し、彗星核の形成および彗星氷に含まれる各種分子の生成に関する多くの情報を得ることができた。探査機と地上観測とのコラボレーションの成功例として、米国天文学会論文誌に掲載された。また、神山天文台での可視光分光観測に加え、ハ

ワイ島のケック望遠鏡とも協力し、同夜に近赤外線高分散分光観測にも成功した。こうした多波長横断的なリモート観測を、探査機による「その場」観測と同時実施することで、飛躍的に彗星の形成に関する理解が深まりつつある。

上記の⑧「高分散赤外分光器の開発」については、平成22年度までの予備的な実験・開発に続き、平成23年より本格的な開発に着手した。緻密な開発計画管理が幸いし、平成24年度には望遠鏡に設置した状態でのファーストライトに成功し、第一段階として波長分解能3万のモードが達成できることを確認した。最終年度中には細部の調整を行い、定常的運用に入ることを目指している。この分光器は 0.85～1.35 ミクロンの波長域では世界トップレベルの性能を誇るものであり、将来的にはイマージョン回折格子をインストールすることで波長分解能10万を達成し、世界成功性能を実現することが本研究開発の目標である。装置開発についての初期成果は、国際研究集会で発表し、論文として出版済みである。

その他、望遠鏡による精密な観測を実施するうえで、フラット補正と呼ばれる一連の作業が重要となるが、そのために必要な設備については、従来、詳細な科学的検討の無いままに関連設備が設置されていた。今回、我々は自身によるシミュレーションを実施し、初めて詳細な検討を行った。現在、その結果を元にしてフラット光源関連装備、望遠鏡パツフルなどの整備を進めている。この成果についても国際研究集會にて発表し、論文出版済みである。

上記の③「共生星・新星・超新星など時間変動天体の観測」において、新星に関する以下の成果がある。

新星とは、太陽と同程度の質量の星が燃え尽きた際に残る白色矮星と呼ばれる星の表面に、相方の星のガスが降り積もり、そのガスが白色矮星の強い重力により高温になって核融合爆発を起こして激しいガス放出を伴って明るく輝く天体現象である。年間に数十個の新星が発生していると考えられており、銀河系内の物質循環にとって重要な天体である。

2010年3月に大幅な増光が発見された新星 V407 Cyg は、白色矮星とガス放出が活発な星からなる共生星である。この主の天体は星の周りに非常に多くのガスが溜まっていることが知られている。したがって、この新星爆発を詳細に観測することで、銀河内へのガスの放出状況やその量、組成などを突き止められると期待できる。そこで我々が中心となり国内の他の天文台と連携することで発見直後から密な分光観測に成功した。

我々の観測の結果、水素、ヘリウムを主とする新星ガスは爆発直後 2000km 毎秒の高速で噴出したことが分かった。その後、約 2 カ月で新星ガスの速度は 600km 毎秒へ減少したことが明らかになった。ガス速度の変化から、この新星は数十年～数百年という非常に短い期間で爆発を繰り返す珍しいタイプの新星であり、ガス循環の担い手としても重要な種類であると考えられる。このタイプはまだ数個しか発見されていないため、本研究の結果は当該分野の研究を促進させるインパクトの大きなものである。

また、爆発から 1 カ月ほどでガス同士の衝突時にしかみられないスペクトルの特徴を示したことから、新星ガスと、もともとあった星周辺のガスが衝突し、影響しあっていることも分かった。これらのことから新星周辺の宇宙空間への影響や、銀河内への物質循環について重要な示唆を得ることができた。

<問題点>

神山天文台は京都市内北部の京都産業大学キャンパス内に設置している。しかし、事前の調査にも関わらず、晴天夜数が少なく、十分な観測が実施できていない。ここ2、3年での異常気象の影響もあり、夏場に不安定な天候が多く、晴天率は当初予想の1/3を大きく下回っている。一晩中、晴天が続くことは稀であり、2～3時間程度の晴れ間が断続的に訪れる。実質の晴天率は1/5以下と考えられる。また、夏場は特に、高湿度のため(望遠鏡や観測装置への悪影響が危惧されるため)観測が実施できないことも多い。こうした問題は、我々の銀河系の中心方向が観測可能な夏場に顕著であるため、銀河系中心方向を狙った観測の多くは、観測時間を十分確保できないという状況になった。こうした影響を受けるのが①太陽系外惑星の観測的研究、③共生星・新星・超新星など時間変動天体の観測(の中でも特に銀河面に多く発生する新星爆発)などであった。

<評価体制>

(研究プロジェクトの目標等に照らした自己評価の実施や、その結果を研究費等の資源の配分へ反映させるためのルール of 適切な設定、また、本プロジェクトに係る費用対効果(かけた費用に見合う効果が見られるか)について、どのように分析しているか。また、それらについて、外部(第三者)による評価を受ける体制ができているか等について記述してください。)

京都産業大学では、教員業績評価制度が実施されており、その中でプロジェクトメンバーの研究遂行状況が把握・評価されている。

研究費については、構想調書の内容を基に、毎年、大学で実施する事業計画において研究費が決定されており、かつ、研究機構運営委員会において、研究計画について審議に諮り、実施の決定承認を行っている。

最終年度においては、上記委員会とともに、2名の外部有識者に評価を依頼し、本プロジェクトの成果についての客観的評価を受ける予定をしている。

<研究期間終了後の展望>

(本プロジェクト終了後における研究の継続の有無、有の場合は今後の研究方針、無の場合は当該研究施設・装置・設備の活用方針を記述してください。)

1. 3m望遠鏡の有効活用に留意するとともに、1. 3m望遠鏡では達成できないような研究課題については共同利用タイプの大型望遠鏡を利用した観測的研究を更に強く推進する。天文台における観測および観測装置開発を主体としてとらえる一方、観測的研究を支える理論的な取り組みも継続する。特に、本プロジェクトによって様々な実験室設備が整い、本格的な装置開発が可能となっており、今後も装置開発に力を注ぐ。開発のテストベッドとしての望遠鏡活用・また天文台内設備の活用を図ってゆく。観測的研究については、神山天文台設置場所である京都市内の夜空の状況、晴天率などを考慮し、また、神山天文台独自の観測装置の特徴を生かすことを最優先して、現在開発中の近赤外線高分散分光器が持つ世界最高レベルの能力を生かした成果を上げるべく集中的に取り組む。また、理学部など学部教育、大学院教育との連携を更に深め、教育・研究面での活用も促進する。

一方、純粋な研究面のみならず、無償での望遠鏡や各種測定機器等の一般利用公開をはじめ、有償での装置開発サポート・請負い・各種サービス提供事業、装置開発における産学連携などを通じた社会への貢献についても検討中であり、今年度末までに次年度以降の事業計画について取りまとめる予定である。

＜研究成果の副次的効果＞

(研究成果の活用状況又は今後の活用計画(実用化・企業化の見通しや、特許の申請があればその申請状況・取得状況等)について、記述してください。)

該当なし

12 キーワード(当該研究内容をよく表していると思われるものを8項目以内で記載してください。)

- (1) 太陽系外惑星 (2) 太陽系始原天体 (3) 新星
 (4) 超新星 (5) 共生星 (6) 惑星磁場
 (7) ハビタブル (8) 宇宙の化学進化

13 研究発表の状況(研究論文等公表状況。印刷中も含む。)

上記、11(4)に記載した研究成果に対応するものには*を付すこと。

＜雑誌論文＞

論文名、著者名、掲載誌名、査読の有無、巻、最初と最後の頁、発表年(西暦)について記入してください(左記の各項目が網羅されていれば、項目の順序を入れ替えても可)。また、現在から発表年次順に遡り、通し番号を付してください。

1. 論文名: Optical Low-Dispersion Spectroscopic Observations of Comet 103P/Hartley 2 at Koyama Astronomical Observatory during the EPOXI Flyby、著者名: Shinnaka, Y.; Kawakita, H.; Kobayashi, H.; Naka, C.; Arai, A.; Kitao, E.; Arasaki, T.; Taguchi, G.; Ikeda, Y.、掲載誌名: Icarus、査読の有無: 有、巻: Volume 222、最初と最後の頁: 723-733、発表年: 2013 年 (*1)
2. 論文名: Parent Volatiles in Comet 103P/Hartley 2 Observed by Keck II with NIRSPEC during the 2010 Apparition、著者名: Kawakita, H.; Kobayashi, H.; Dello Russo, N.; Vervack, R. J., Jr.; Hashimoto, M.; Weaver, H. A.; Lisse, C. M.; Cochran, A. L.; Harris, W. M.; Bockelee-Morvan, D.; Biver, N.; Crovisier, J.; McKay, A. J.、掲載誌名: Icarus、査読の有無: 有、巻: Volume 222、最初と最後の頁: 734-739、発表年: 2013 年 (*2)
3. 論文名: Volatiles in Comets as Probes to the Early Solar System、著者名: Kobayashi, H.、掲載誌名: Proceeding of "The Fourth International Conference On Mathematics and Natural Sciences (November 8-9, 2012, Indonesia, Bandung)"、査読の有無: 有、最初と最後の頁: 印刷中、発表年: 2013 年 (*87)
4. 論文名: Domino model for geomagnetic field reversals、著者名: N. Mori, D. Schmitt, J. Wicht, A. Ferriz-Mas, H. Mouri, A. Nakamichi, and M. Morikawa、掲載誌名: Physical Review、査読の有無: 有、巻: 87、最初と最後の頁: 012108、発表年: 2013 年 (*67)
5. 論文名: AKARI Near-infrared Spectroscopic Survey for CO₂ in 18 Comets、著者名: Ootsubo, Takafumi; Kawakita, Hideyo; Hamada, Saki; Kobayashi, Hitomi; Yamaguchi, Mitsuru; Usui, Fumihiko; Nakagawa, Takao; Ueno, Munetaka; Ishiguro, Masateru; Sekiguchi, Tomohiko; and 4 coauthors、掲載誌名: The Astrophysical Journal、査読の有無: 有、巻: Volume 752, Issue 1、最初と最後の頁: article id. 15、発表年: 2012 年 (*3)
6. 論文名: LCROSS (Lunar Crater Observation and Sensing Satellite) Observation Campaign: Strategies, Implementation, and Lessons Learned、著者名: Heldmann, Jennifer L.; Colaprete, Anthony; Wooden, Diane

- H.; Ackermann, Robert F.; Acton, David D.; Backus, Peter R.; Bailey, Vanessa; Ball, Jesse G.; Barott, William C.; Blair, Samantha K.; and 77 coauthors、掲載誌名: Space Science Reviews、査読の有無: 有、巻: Volume 167, Issue 1-4、最初と最後の頁: pp. 93-140、発表年: 2012 年
7. 論文名: Near-Infrared High-Dispersion Spectroscopic Observations of Water in Comet 81P/Wild 2 with Subaru/IRCS、著者名: Hashimoto, Mio; Kobayashi, Hitomi; Kawakita, Hideyo、掲載誌名: Publications of the Astronomical Society of Japan、査読の有無: 有、巻: Vol.64, No.2、最初と最後の頁: Article No.27 (5 pages)、発表年: 2012 年 (*4)
 8. 論文名: Ortho-to-para Abundance Ratio of Water Ion in Comet C/2001 Q4 (NEAT): Implication for Ortho-to-para Abundance Ratio of Water、著者名: Shinnaka, Yoshiharu; Kawakita, Hideyo; Kobayashi, Hitomi; Boice, Daniel C.; Martinez, Susan E.、掲載誌名: The Astrophysical Journal、査読の有無: 有、巻: Volume 749, Issue 2、最初と最後の頁: article id. 101、発表年: 2012 年 (*5)
 9. 論文名: Five-year optical and near-infrared observations of the extremely slow nova V1280 Scorpii、著者名: Naito, H.; Mizoguchi, S.; Arai, A.; Tajitsu, A.; Narusawa, S.; Yamanaka, M.; Fujii, M.; Iijima, T.; Kinugasa, K.; Kurita, M.; and 3 coauthors、掲載誌名: Astronomy & Astrophysics、査読の有無: 有、巻: Volume 543、最初と最後の頁: id.A86、発表年: 2012 年 (*34)
 10. 論文名: Multi-wavelength Observations of Blazar AO 0235+164 in the 2008-2009 Flaring State、著者名: Ackermann, M.; Ajello, M.; Ballet, J.; Barbiellini, G.; Bastieri, D.; Bellazzini, R.; Blandford, R. D.; Bloom, E. D.; Bonamente, E.; Borgland, A. W.; and 209 coauthors、掲載誌名: The Astrophysical Journal、査読の有無: 有、巻: Volume 751, Issue 2、最初と最後の頁: article id. 159、発表年: 2012 年 (*35)
 11. 論文名: Type Ia Supernova Remnant Shell at $z = 3.5$ Seen in the Three Sightlines toward the Gravitationally Lensed QSO B1422+231、著者名: Hamano, Satoshi; Kobayashi, Naoto; Kondo, Sohei; Tsujimoto, Takuji; Okoshi, Katsuya; Shigeyama, Toshikazu、掲載誌名: The Astrophysical Journal、査読の有無: 有、巻: Volume 754, Issue 2、最初と最後の頁: article id. 88、発表年: 2012 年 (*47)
 12. 論文名: Assembly of Massive Galaxies in a High- z Protocluster、著者名: Uchimoto, Yuka K.; Yamada, Toru; Kajisawa, Masaru; Kubo, Mariko; Ichikawa, Takashi; Matsuda, Yuichi; Akiyama, Masayuki; Hayashino, Tomoki; Konishi, Masahiro; Nishimura, Tetsuo; and 5 coauthors、掲載誌名: The Astrophysical Journal、査読の有無: 有、巻: Volume 750, Issue 2、最初と最後の頁: article id. 116、発表年: 2012 年
 13. 論文名: Education and Public Outreach Activities with Hinode Satellite Data、著者名: Yaji, K.; Tokimasa, N.; Shimojo, M.; Tonooka, H.; Nakamichi, A.; Suzuki, D.、掲載誌名: Hinode-3: The 3rd Hinode Science Meeting、査読の有無: 有、巻: Vol. 454. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific、最初と最後の頁: p.457、発表年: 2012 年
 14. 論文名: Coupled spin models for magnetic variation of planets and stars、著者名: Nakamichi, A.; Mouri, H.; Schmitt, D.; Ferriz-Mas, A.; Wicht, J.; Morikawa, M.、掲載誌名: Monthly Notices of the Royal Astronomical Society、査読の有無: 有、巻: Volume 423, Issue 4、最初と最後の頁: pp. 2977-2990、発表年: 2012 年 (*45)
 15. 論文名: Estimation of the foreground polarization toward bright T Tauri stars、著者名: Akitaya, H.; Isogai, M.; Kawabata, K. S.; Seki, M.; Okazaki, A.; Matsumura, M.、掲載誌名: STELLAR POLARIMETRY: FROM BIRTH TO DEATH.、査読の有無: 無、巻: AIP Conference Proceedings, Volume 1429、最初と最後の頁: pp. 35-38、発表年: 2012 年 (*36)
 16. 論文名: Observations of 103P/Hartley 2 During the EPOXI Flyby Using SpeX at the NASA IRTF、著者名: Vervack, R. J.; Dello Russo, N.; Weaver, H. A.; Lisse, C. M.; Kawakita, H.; Kobayashi, H.; DiSanti, M. A.、掲載誌名: Asteroids, Comets, Meteors 2012、査読の有無: 無、巻: LPI Contribution No. 1667、最初と最後の頁: id.6439、発表年: 2012 年 (*6)
 17. 論文名: Optical Low-Dispersion Spectroscopic Observations of Comets: Search for Chemical Anomaly in Comets、著者名: Naka, C.; Kawakita, H.; Arai, A.; Kobayashi, H.; Shinnaka, Y.; Yamaguchi, M.; Hamada, S.; Ikeda, Y.; Isogai, M.; Arasaki, T.; and 2 coauthors、掲載誌名: Asteroids, Comets, Meteors 2012、査読の有無: 無、巻: No. 1667, id.6422、発表年: 2012 年 (*7)
 18. 論文名: Development of Long-Slit Spectrograph for a Small Telescope: Spectroscopic Observations of Comets by Amateur Astronomers、著者名: Kawakita, H.; Yamamuro, T.; Kajikawa, T.、掲載誌名: Asteroids, Comets, Meteors 2012、査読の有無: 無、巻: LPI Contribution No. 1667、最初と最後の頁: id.6424、発表年: 2012 年 (*8)
 19. 論文名: Spatial Distribution of Parent Volatiles in the Coma of Comet 103P/Hartley 2: Possible Segregation of Highly Volatile Ices、著者名: Kawakita, H.; Kobayashi, H.; Dello Russo, N.; Vervack, R. J.; Weaver, H. A.; Lisse, C. M.; Cochran, A. L.; Harris, W. M.; Bockelee-Morvan, D.; Biver, N.; and 2 coauthors、

- 掲載誌名:Asteroids, Comets, Meteors 2012、査読の有無:無、巻:LPI Contribution No. 1667、最初と最後の頁:id.6411、発表年:2012年 (*9)
20. 論文名:AKARI Near-Infrared Spectroscopic Survey for Carbon Dioxide in Comets、著者名:Ootsubo, T.; Kawakita, H.; Hamada, S.; Kobayashi, H.; Yamaguchi, M.; Usui, F.; Nakagawa, T.; Ueno, M.; Ishiguro, M.; Sekiguchi, T.; and 4 coauthors、掲載誌名:Asteroids, Comets, Meteors 2012、査読の有無:無、巻:LPI Contribution No. 1667、最初と最後の頁:id.6397、発表年:2012年 (*10)
21. 論文名:The Coma Chemistry of Comet C/2009 P1 (Garradd)、著者名:Boice, D. C.; Kawakita, H.; Kobayashi, H.; Naka, C.; Phelps, L.、掲載誌名:Asteroids, Comets, Meteors 2012、査読の有無:無、巻:LPI Contribution No. 1667、最初と最後の頁:id.6365、発表年:2012年 (*11)
22. 論文名:A High-Resolution Infrared Spectral Survey of 103P/Hartley 2 on the Night of the EPOXI Closest Approach、著者名:Dello Russo, N.; Vervack, R. J.; Weaver, H. A.; Lisse, C. M.; Kawakita, H.; Kobayashi, H.; Cochran, A. L.; Harris, W. M.; Bockelée-Morvan, D.; Biver, N.; and 2 coauthors、掲載誌名:Asteroids, Comets, Meteors 2012、査読の有無:無、巻:LPI Contribution No. 1667、最初と最後の頁:id.6286、発表年:2012年 (*12)
23. 論文名:Grain-Surface Reactions Related to Cometary Hydrocarbons (Ethane, Ethylene, and Acetylene)、著者名:Kobayashi, H.; Watanabe, N.; Hidaka, H.; Kawakita, H.、掲載誌名:Asteroids, Comets, Meteors 2012、査読の有無:無、巻:LPI Contribution No. 1667、最初と最後の頁:id.6210、発表年:2012年 (*13)
24. 論文名:Transfer of Life-Bearing Meteorites from Earth to Other Planets、著者名:Hara, Tetsuya; Takagi, Kazuma; Kajiura, Daigo、掲載誌名:eprint arXiv、査読の有無:無、巻:1204、最初と最後の頁:1719、発表年:2012年 (*42)
25. 論文名:The Volatile Composition and Activity of Comet 103P/Hartley 2 During the EPOXI Closest Approach、著者名:Dello Russo, N.; Vervack, R. J., Jr.; Lisse, C. M.; Weaver, H. A.; Kawakita, H.; Kobayashi, H.; Cochran, A. L.; Harris, W. M.; McKay, A. J.; Biver, N.; and 2 coauthors、掲載誌名:The Astrophysical Journal Letters、査読の有無:有、巻:Volume 734, Issue 1、最初と最後の頁:article id. L8、発表年:2011年 (*14)
26. 論文名:EPOXI: Comet 103P/Hartley 2 Observations from a Worldwide Campaign、著者名:Meech, K. J.; A'Hearn, M. F.; Adams, J. A.; Bacci, P.; Bai, J.; Barrera, L.; Battelino, M.; Bauer, J. M.; Becklin, E.; Bhatt, B.; and 187 coauthors、掲載誌名:The Astrophysical Journal Letters、査読の有無:有、巻:Volume 734, Issue 1、最初と最後の頁:article id. L1、発表年:2011年 (*15)
27. 論文名:The Volatile Chemistry of 103P/Hartley 2 Determined from Ground-Based Infrared Measurements During the EPOXI Closest Approach、著者名:Dello Russo, N.; Vervack, R. J.; Weaver, H. A.; Lisse, C. M.; Kawakita, H.; Kobayashi, H.; Cochran, A. L.; Harris, W. M.; McKay, A. J.; Disanti, M. A.、掲載誌名:42nd Lunar and Planetary Science Conference、査読の有無:無、巻:LPI Contribution No. 1608、最初と最後の頁:p.1854、発表年:2011年 (*16)
28. 論文名:Ortho-to-para Abundance Ratio (OPR) of Ammonia in 15 Comets: OPRs of Ammonia Versus 14N/15N Ratios in CN、著者名:Shinnaka, Yoshiharu; Kawakita, Hideyo; Kobayashi, Hitomi; Jehin, Emmanuël; Manfroid, Jean; Hutsemékers, Damien; Arpigny, Claude、掲載誌名:The Astrophysical Journal、査読の有無:有、巻:Volume 729, Issue 2、最初と最後の頁:article id. 81、発表年:2011年 (*17)
29. 論文名:Fluorescence Excitation Models of Ammonia and Amidogen Radical (NH2) in Comets: Application to Comet C/2004 Q2 (Machholz)、著者名:Kawakita, Hideyo; Mumma, Michael J.、掲載誌名:The Astrophysical Journal、査読の有無:有、巻:Volume 727, Issue 2、最初と最後の頁:article id. 91、発表年:2011年 (*18)
30. 論文名:A ground-based observation of the LCROSS impact events using the Subaru Telescope、著者名:Hong, Peng K.; Sugita, Seiji; Okamura, Natsuko; Sekine, Yasuhito; Terada, Hiroshi; Takatoh, Naruhisa; Hayano, Yutaka; Fuse, Tetsuharu; Pyo, Tae-Soo; Kawakita, Hideyo; and 15 coauthors、掲載誌名:Icarus、査読の有無:有、巻:Volume 214, Issue 1、最初と最後の頁:p. 21-29、発表年:2011年
31. 論文名:Correlation between Interstellar Polarization and Dust Temperature: Is the Alignment of Grains by Radiative Torques Ubiquitous?、著者名:Matsumura, Masafumi; Kameura, Youko; Kawabata, Koji S.; Akitaya, Hiroshi; Isogai, Mizuki; Seki, Munezo、掲載誌名:Publications of the Astronomical Society of Japan、査読の有無:有、巻:Vol.63, No.5、最初と最後の頁:pp.L43-L47、発表年:2011年 (*37)
32. 論文名:A domino model for geomagnetic field reversals、著者名:Mori, N.; Schmitt, D.; Ferriz-Mas, A.; Wicht, J.; Mouri, H.; Nakamichi, A.; Morikawa, M.、掲載誌名:eprint arXiv、査読の有無:有、巻:1110.5062M、

発表年:2011年 (*46)

33. 論文名:Photopolarimetric Monitoring of Blazars in the Optical and Near-Infrared Bands with the Kanata Telescope. I. Correlations between Flux, Color, and Polarization、著者名:Ikejiri, Yuki; Uemura, Makoto; Sasada, Mahito; Ito, Ryosuke; Yamanaka, Masayuki; Sakimoto, Kiyoshi; Arai, Akira; Fukazawa, Yasushi; Ohsugi, Takashi; Kawabata, Koji S.; and 3 coauthors、掲載誌名:Publications of the Astronomical Society of Japan、査読の有無:有、巻:Vol.63, No.3、最初と最後の頁:pp.639-675、発表年:2011年 (*38)
34. 論文名:Star Formation and AGN activity in Galaxies classified using the 1.6 μm Bump and PAH features at $z = 0.4-2$ 、著者名:Hanami, Hitoshi; Ishigaki, Tsuyoshi; Fujishiro, Naofumi; Nakanishi, Kouichiro; Miyaji, Takamitsu; Krumpke, Mirko; Umetsu, Keiichi; Ohya, Youichi; Shim, Hyun Jin; Im, Myungshin; and 10 coauthors、掲載誌名:eprint arXiv、査読の有無:有、巻:1112.6273H、発表年:2011年
35. 論文名:Cryogenic Volume-Phase Holographic Grisms for MOIRCS、著者名:Ebizuka, Noboru; Ichiyama, Kotaro; Yamada, Toru; Tokoku, Chihiro; Onodera, Masato; Hanesaka, Mai; Kodate, Kashiko; Katsuno Uchimoto, Yuka; Maruyama, Miyoko; Shimasaku, Kazuhiro; and 5 coauthors、掲載誌名:Publications of the Astronomical Society of Japan、査読の有無:有、巻:Vol.63, No.SP2、最初と最後の頁:pp.605-612、発表年:2011年
36. 論文名:MOIRCS Deep Survey. X. Evolution of Quiescent Galaxies as a Function of Stellar Mass at $0.5 < z < 2.5$ 、著者名:Kajisawa, Masaru; Ichikawa, Takashi; Yoshikawa, Tomohiro; Yamada, Toru; Onodera, Masato; Akiyama, Masayuki; Tanaka, Ichi、掲載誌名:Publications of the Astronomical Society of Japan、査読の有無:有、巻:Vol.63, No.SP2、最初と最後の頁:pp.403-414、発表年:2011年
37. 論文名:MOIRCS Deep Survey. IX. Deep Near-Infrared Imaging Data and Source Catalog、著者名:Kajisawa, Masaru; Ichikawa, Takashi; Tanaka, Ichi; Yamada, Toru; Akiyama, Masayuki; Suzuki, Ryuji; Tokoku, Chihiro; Katsuno Uchimoto, Yuka; Konishi, Masahiro; Yoshikawa, Tomohiro; and 6 coauthors、掲載誌名:Publications of the Astronomical Society of Japan、査読の有無:有、巻:Vol.63, No.SP2、最初と最後の頁:pp.379-401、発表年:2011年
38. 論文名:MOIRCS Deep Survey. VII. NIR morphologies of star-forming galaxies at redshift $z \sim 1$ 、著者名:Konishi, Masahiro; Akiyama, Masayuki; Kajisawa, Masaru; Ichikawa, Takashi; Suzuki, Ryuji; Tokoku, Chihiro; Katsuno Uchimoto, Yuka; Yoshikawa, Tomohiro; Tanaka, Ichi; Onodera, Masato; and 4 coauthors、掲載誌名:Publications of the Astronomical Society of Japan、査読の有無:有、巻:Vol. 63、最初と最後の頁:363-377、発表年:2011年
39. 論文名:Wide-Field One-Shot Optical Polarimeter: HOWPol、著者名:Kawabata, K. S.; Nagae, O.; Chiyonobu, S.; Tanaka, H.; Miyamoto, H.; Nakaya, H.; Suzuki, M.; Kamata, Y.; Miyazaki, S.; Hiragi, K.; and 8 coauthors、掲載誌名:Astronomical Polarimetry 2008: Science from Small to Large Telescopes.、査読の有無:無、巻:ASP Conference Series, Vol. 449. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific、最初と最後の頁:p.83、発表年:2011年
40. 論文名:Optical behavior of GRB 061121 around its X-Ray shallow decay phase、著者名:Uehara, T.; Uemura, M.; Arai, A.; Yamazaki, R.; Kawabata, K. S.; Ohno, M.; Fukazawa, Y.; Ohsugi, T.; Yoshida, M.; Sato, S.; Kino, M.、掲載誌名:Astronomy and Astrophysics、査読の有無:有、巻:Volume 526 , id.A92、発表年:2011年
41. 論文名:Echelle Spectropolarimetry of the T Tauri Star RY Tauri、著者名:Akitaya, H.; Ikeda, Y.; Kawabata, K. S.; Matsuda, K.; Okazaki, A.; Seki, M.、掲載誌名:Astronomical Polarimetry 2008: Science from Small to Large Telescopes、査読の有無:無、ASP Conference Series, Vol. 449. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2012、巻:、最初と最後の頁:p.332、発表年:2011年
42. 論文名:Wide-Field One-Shot Optical Polarimeter: HOWPol、著者名:Kawabata, K. S.; Nagae, O.; Chiyonobu, S.; Tanaka, H.; Miyamoto, H.; Nakaya, H.; Suzuki, M.; Kamata, Y.; Miyazaki, S.; Hiragi, K.; and 8 coauthors、掲載誌名:Astronomical Polarimetry 2008: Science from Small to Large Telescopes、査読の有無:無、巻:Vol. 449.、最初と最後の頁:p.83、発表年:2011年
43. 論文名:A Multi-wavelength study with the ESO VLT of comet 103P/Hartley2 at the time of the EPOXI encounter、著者名:Jehin, E.; Hutsemekers, D.; Manfroid, J.; Decock, A.; Weiler, M.; Kawakita, H.; Shinnaka, Y.; Hashimoto, M.; Bockelée-Morvan, D.; Biver, N.; and 2 coauthors、掲載誌名:EPSC-DPS Joint Meeting 2011、査読の有無:無、最初と最後の頁:p.1463、発表年:2011年 (*19)
44. 論文名:A Spectral Survey of Jupiter-Family Comets at Infrared Wavelengths、著者名:Dello Russo, N.; Vervack, R. J., Jr.; Lisse, C. M.; Kawakita, H.; Kobayashi, H.; Biver, N.; Bockelée-Morvan, D.; Crovisier, J.; Cochran, A. L.; Harris, W. M.、掲載誌名:EPSC-DPS Joint Meeting 2011、査読の有無:無、最初と最後の頁:p.1406、発表年:2011年 (*20)

45. 論文名:Molecular composition and outgassing variability of 103P/Hartley 2 from mm and submm observations、著者名:Biver, N.; Bockel'Ee-Morvan, D.; Crovisier, J.; Frisk, U.; Sanqvist, A.; Boissier, J.; Colom, P.; de Val-Borro, M.; Dello Russo, N.; Hartogh, P.; and 11 coauthors、掲載誌名:EPSC-DPS Joint Meeting 2011、査読の有無:無、最初と最後の頁:p.938、発表年:2011年 (*21)
46. 論文名:Mineralogy Of Silicate Dust Particles For Comet 17P/Holmes By Subaru/COMICS、著者名: Yamaguchi, M.; Ootsubo, T.; Watanabe, J.; Honda, M.; Sakon, I.; Ishiguro, M.; Sarugaku, Y.; Kobayashi, H.; Kawakita, H.、掲載誌名:EPSC-DPS Joint Meeting 2011、査読の有無:無、最初と最後の頁:p.403、発表年:2011年 (*22)
47. 論文名:Survey of CO₂ in 18 comets with the Japanese Infrared Satellite AKARI、著者名: Ootsubo, T.; Kawakita, H.; Hamada, S.; Kobayashi, H.; Yamaguchi, M.; Usui, F.、掲載誌名:EPSC-DPS Joint Meeting 2011、査読の有無:無、最初と最後の頁:p.369、発表年:2011年 (*23)
48. 論文名:Chemical Composition of Comet C/2007 N3 (Lulin) Observed in the Near-infrared Wavelength Region、著者名:Hashimoto, M.; Kobayashi, H.; Kawakita, H.; Dello Russo, N.; Vervack, R. J., Jr.; Weaver, H. A.; Biver, N.; Bockelée-Morvan, D.; Crovisier, J.、掲載誌名:EPSC-DPS Joint Meeting 2011、査読の有無:無、最初と最後の頁:p.364、発表年:2011年 (*24)
49. 論文名:Parent Volatiles in Comet 103P/Hartley 2 Observed by Keck II with NIRSPEC during the 2010 Apparition、著者名:Kawakita, H.; Dello Russo, N.; Vervack, R. J., Jr.; Lisse, C. M.; Weaver, H. A.; Kobayashi, H.; Cochran, A. L.; Harris, W. M.; McKay, A. J.; Biver, N.; and 2 coauthors、掲載誌名:EPSC-DPS Joint Meeting 2011、査読の有無:無、最初と最後の頁:p.353、発表年:2011年 (*25)
50. 論文名:Fabrication and current optical performance of a large diamond-machined ZnSe immersion grating、著者名:Ikeda, Yuji; Kobayashi, Naoto; Kuzmenko, Paul J.; Little, Steve L.; Yasui, Chikako; Kondo, Sohei; Mito, Hiroyuki; Nakanishi, Kenshi; Sarugaku, Yuki、掲載誌名:Modern Technologies in Space- and Ground-based Telescopes and Instrumentation、査読の有無:有、巻:Volume 7739、最初と最後の頁:pp. 77394G-77394G-11、発表年:2010年 (*49)
51. 論文名:Early Spectroscopy of the 2010 Outburst of U Scorpii、著者名:Yamanaka, Masayuki; Uemura, Makoto; Kawabata, Koji S.; Fujii, Mitsugu; Tanabe, Kenji; Imamura, Kazuyoshi; Komatsu, Tomoyuki; Arai, Akira; Sasada, Mahito; Itoh, Ryosuke; and 8 coauthors、掲載誌名:Publications of the Astronomical Society of Japan、査読の有無:有、巻:Vol.62, No.5、最初と最後の頁:pp.L37-L41、発表年:2010年 (*39)
52. 論文名:Infrared/optical - X-ray simultaneous observations of X-ray flares in GRB 071112C and GRB 080506、著者名:Uehara, T.; Uemura, M.; Kawabata, K. S.; Fukazawa, Y.; Yamazaki, R.; Arai, A.; Sasada, M.; Ohsugi, T.; Mizuno, T.; Takahashi, H.; and 6 coauthors、掲載誌名:Astronomy and Astrophysics、査読の有無:有、巻:Volume 519、最初と最後の頁:id.A56、発表年:2010年
53. 論文名:Optical and Near-Infrared Photometry of Nova V2362 Cyg: Rebrightening Event and Dust Formation、著者名:Arai, Akira; Uemura, Makoto; Kawabata, Koji S.; Maehara, Hiroyuki; Nakajima, Kazuhiro; Kiyota, Seiichiro; Kato, Taichi; Ohsugi, Takashi; Yamashita, Takuya; Isogai, Mizuki; and 13 coauthors、掲載誌名:Publications of the Astronomical Society of Japan、査読の有無:有、巻:Vol.62, No.4、最初と最後の頁:pp.1103-1108、発表年:2010年 (*40)
54. 論文名:Multiband Photopolarimetric Monitoring of an Outburst of the Blazar 3C 454.3 in 2007、著者名:Sasada, Mahito; Uemura, Makoto; Arai, Akira; Fukazawa, Yasushi; Kawabata, Koji S.; Ohsugi, Takashi; Yamashita, Takuya; Isogai, Mizuki; Nagae, Osamu; Uehara, Takeshi; and 5 coauthors、掲載誌名:Publications of the Astronomical Society of Japan、査読の有無:有、巻:Vol.62, No.3、最初と最後の頁:pp.645-652、発表年:2010年
55. 論文名:Orbital Elements of the Symbiotic Star Z Andromedae from Optical Linear Polarization During the Quiescent Phase、著者名:Isogai, M.; Seki, M.; Ikeda, Y.; Akitaya, H.; Kawabata, K. S.、掲載誌名:The Astronomical Journal、査読の有無:有、巻:Volume 140, Issue 1、最初と最後の頁:pp. 235-241、発表年:2010年 (*41)
56. 論文名:Multiband Photopolarimetric Monitoring of an Outburst of the Blazar 3C 454.3 in 2007、著者名:Sasada, Mahito; Uemura, Makoto; Arai, Akira; Fukazawa, Yasushi; Kawabata, Koji S.; Ohsugi, Takashi; Yamashita, Takuya; Isogai, Mizuki; Nagae, Osamu; Uehara, Takeshi; and 5 coauthors、掲載誌名:Publications of the Astronomical Society of Japan、査読の有無:有、巻:Vol.62, No.3、最初と最後の頁:pp.645-652、発表年:2010年
57. 論文名:Optical architecture of mid-infrared instruments (MIRACLE/MIRMES/MIRHES) on board SPICA、著者名:Katata, Hirokazu; Wada, Takehiko; Ikeda, Yuji; Fujishiro, Naofumi; Kobayashi, Naoto; Sakon,

- Itsuki、掲載誌名: Space Telescopes and Instrumentation 2010: Optical, Infrared, and Millimeter Wave、査読の有無: 有、巻: Volume 7731、最初と最後の頁: pp. 77314A-77314A-8、発表年: 2010 年
58. 論文名: Conceptual design for the mid-infrared medium-resolution Echelle spectrometer (MIRMES) on the SPICA Mission、著者名: Sakon, Itsuki; Ikeda, Yuji; Fujishiro, Naofumi; Kataza, Hirokazu; Okada, Yoko; Onaka, Takashi、掲載誌名: Space Telescopes and Instrumentation 2010: Optical, Infrared, and Millimeter Wave、査読の有無: 有、巻: Volume 7731、最初と最後の頁: pp. 77310Q-77310Q-11、発表年: 2010 年
59. 論文名: The AKARI/IRC mid-infrared all-sky survey、著者名: Ishihara, D.; Onaka, T.; Kataza, H.; Salama, A.; Alfageme, C.; Cassatella, A.; Cox, N.; García-Lario, P.; Stephenson, C.; Cohen, M.; and 23 coauthors、掲載誌名: Astronomy and Astrophysics、査読の有無: 有、巻: Volume 514、最初と最後の頁: id.A1、発表年: 2010 年
60. 論文名: MOIRCS Deep Survey. VIII. Evolution of Star Formation Activity as a Function of Stellar Mass in Galaxies Since $z \sim 3$ 、著者名: Kajisawa, M.; Ichikawa, T.; Yamada, T.; Uchimoto, Y. K.; Yoshikawa, T.; Akiyama, M.; Onodera, M.、掲載誌名: The Astrophysical Journal、査読の有無: 有、巻: Volume 723, Issue 1、最初と最後の頁: pp. 129-145、発表年: 2010 年
61. 論文名: Antarctic Infra-Red Telescope with a 40cm primary mirror (AIRT40): development and improvement、著者名: Okita, Hirofumi; Ichikawa, Takashi; Yoshikawa, Tomohiro; Lundock, Ramsey G.; Kurita, Kentaro、掲載誌名: Ground-based and Airborne Telescopes III. Edited by Stepp, Larry M.; Gilmozzi, Roberto; Hall, Helen J.、査読の有無: 有、巻: Volume 7733、最初と最後の頁: pp. 77331U-77331U-11、発表年: 2010 年
62. 論文名: MOIRCS Deep Survey. VI. Near-infrared Spectroscopy of K-Selected Star-forming Galaxies at $z \sim 2$ 、著者名: Yoshikawa, Tomohiro; Akiyama, Masayuki; Kajisawa, Masaru; Alexander, David M.; Ohta, Kouji; Suzuki, Ryuji; Tokoku, Chihiro; Uchimoto, Yuka K.; Konishi, Masahiro; Yamada, Toru; and 6 coauthors、掲載誌名: The Astrophysical Journal、査読の有無: 有、巻: Volume 718, Issue 1、最初と最後の頁: pp. 112-132、発表年: 2010 年 (*48)
63. 論文名: Progress in the fabrication of a prototype ZnSe immersion grating for the WINERED spectrograph、著者名: Kuzmenko, Paul J.; Little, Steve L.; Ikeda, Yuji; Kobayashi, Naoto、掲載誌名: Modern Technologies in Space- and Ground-based Telescopes and Instrumentation、査読の有無: 有、巻: Volume 7739、最初と最後の頁: pp. 77393U-77393U-11、発表年: 2010 年 (*52)
64. 論文名: Atmospheric dispersion correction for the Subaru AO system、著者名: Egner, Sebastian; Ikeda, Yuji; Watanabe, Makoto; Hayano, Y.; Golota, T.; Hattori, M.; Ito, M.; Minowa, Y.; Oya, S.; Saito, Y.; and 2 coauthors、掲載誌名: Adaptive Optics Systems II、査読の有無: 有、巻: Volume 7736、最初と最後の頁: pp. 77364V-77364V-9、発表年: 2010 年 (*53)
65. 論文名: Optical architecture of mid-infrared instruments (MIRACLE/MIRMES/MIRHES) on board SPICA、著者名: Kataza, Hirokazu; Wada, Takehiko; Ikeda, Yuji; Fujishiro, Naofumi; Kobayashi, Naoto; Sakon, Itsuki;、掲載誌名: Space Telescopes and Instrumentation 2010: Optical, Infrared, and Millimeter Wave、査読の有無: 有、巻: Volume 7731、最初と最後の頁: pp. 77314A-77314A-8、発表年: 2010 年
66. 論文名: WISH: wide-field imaging surveyor at high redshift、著者名: Yamada, Toru; Doi, Mamoru; Goto, Tomotsugu; Ikeda, Yuji; Imanishi, Masatoshi; Inoue, Akio; Iwamura, Satoru; Iwata, Ikuru; Kawai, Nobuyuki; Kobayashi, Masakazu A. R.; and 16 coauthors、掲載誌名: Space Telescopes and Instrumentation 2010: Optical, Infrared, and Millimeter Wave、査読の有無: 有、巻: Volume 7731、最初と最後の頁: pp. 77311Q-77311Q-14、発表年: 2010 年
67. 論文名: Conceptual design for the mid-infrared medium-resolution Echelle spectrometer (MIRMES) on the SPICA Mission、著者名: Sakon, Itsuki; Ikeda, Yuji; Fujishiro, Naofumi; Kataza, Hirokazu; Okada, Yoko; Onaka, Takashi、掲載誌名: Space Telescopes and Instrumentation 2010: Optical, Infrared, and Millimeter Wave、査読の有無: 有、巻: Volume 7731、最初と最後の頁: pp. 77310Q-77310Q-11、発表年: 2010 年
68. 論文名: Water Production Rate of the Jupiter-Family Comet 46P/Wirtanen in the 2008 Apparition with the Subaru Telescope/IRCS、著者名: Kobayashi, Hitomi; Kawakita, Hideyo、掲載誌名: Publications of the Astronomical Society of Japan、査読の有無: 有、巻: Vol.62, No.4、最初と最後の頁: pp.1025-1033、発表年: 2010 年 (*26)
69. 論文名: Detection of Parent H₂O and CO₂ Molecules in the 2.5-5 μ m Spectrum of Comet C/2007 N3 (Lulin) Observed with AKARI、著者名: Ootsubo, Takafumi; Usui, Fumihiko; Kawakita, Hideyo; Ishiguro, Masateru; Furusho, Reiko; Hasegawa, Sunao; Ueno, Munetaka; Watanabe, Jun-ichi; Sekiguchi, Tomohiko; Wada, Takehiko; and 6 coauthors、掲載誌名: The Astrophysical Journal Letters、査読の有無: 有、巻: Volume 717, Issue 1、最初と最後の頁: pp. L66-L70、発表年: 2010 年 (*27)

70. 論文名: Revisit to the Nuclear Spin Temperature of NH_3 in Comet C/2001 Q4 (NEAT) Based on High-Dispersion Spectra of Cometary NH_2 、著者名: Shinnaka, Yoshiharu; Kawakita, Hideyo; Kobayashi, Hitomi; Kanda, Yu-Ichi、掲載誌名: Publications of the Astronomical Society of Japan、査読の有無: 有、巻: Vol.62, No.2、最初と最後の頁: pp.263-271、発表年: 2010年 (*28)
71. 論文名: Suzaku Observations of the Merging Cluster Abell 85: Temperature Map and Impact Direction、著者名: Tanaka, Nobuhiro; Furuzawa, Akihiro; Miyoshi, Shigeru J.; Tamura, Takayuki; Takata, Tadafumi、掲載誌名: Publications of the Astronomical Society of Japan、査読の有無: 有、巻: Vol.62, No.3、最初と最後の頁: pp.743-754、発表年: 2010年
72. 論文名: High-dispersion infrared spectroscopic observations of comet 8P/Tuttle with VLT/CRIRES、著者名: H. Kobayashi, D. Boclelee-Morvan, H. Kawakita, N. Dello Russo, E. Jehin, J. Manfroid, A. Smette, D. Hutsemékers, J. Stüwe, M. Weiler, C. Arpigny, N. Biver, A. Cochran, J. Crovisier, P. Magain, H. Sana, R. Schulz, R. J. Vervack, H. Weaver, J.-M. Zucconi、掲載誌名: Astronomy & Astrophysics、査読の有無: 有、巻: 509、最初と最後の頁: 80、発表年: 2010年 (*29)
73. 論文名: Detection of Parent H_2O and CO_2 Molecules in the 2.5-5 μm Spectrum of Comet C/2007 N3 (Lulin) Observed with AKARI、著者名: T. Ootsubo, F. Usui, H. Kawakita, M. Ishiguro, R. Furusho, S. Hasegawa, M. Ueno, J. Watanabe, T. Sekiguchi, T. Wada, Y. Ohyama, S. Oyabu, H. Matsuhara, T. Onaka, T. Nakagawa, H. Murakami、掲載誌名: Astrophysical Journal、査読の有無: 有、巻: 217、最初と最後の頁: 66、発表年: 2010年
74. 論文名: Transfer of Meteorites from Earth to our Solar System and Extra Solar Planets、著者名: T. Hara, K. Takagi, & D. Kajiura、掲載誌名: Journal of Cosmology、査読の有無: 有、巻: 7、最初と最後の頁: 1731、発表年: 2010年 (*43)
75. 論文名: 赤外線天文学用高効率イメージングの開発、著者名: 池田優二, 小林尚人、掲載誌名: 日本赤外線学会誌、査読の有無: 有、巻: 19、最初と最後の頁: 17、発表年: 2010年 (*65)
76. 論文名: Optical and Near-Infrared Observation of Nova V2362 Cyg: Rebrightening and Dust Formation、著者名: A. Arai, M. Uemura, K. S. Kawabata, H. Maehara, K. Nakajima, S. Kiyota, T. Kato, T. Ohsugi, T. Yamashita, M. Isogai, O. Nagae, S. Chiyonobu, Y. Fukazawa, T. Mizuno, H. Katagiri, H. Takahashi, K. Okita, Y. Yoshida, K. Yanagisawa, S. Sato, M. Kino, M. Kitagawa, K. Sadakane、掲載誌名: Publication of Astron. Soc. Japan、査読の有無: 有、巻: 62、最初と最後の頁: 1103、発表年: 2010年 (*66)
77. 論文名: Transfer of Meteorites from Earth to the Interesting Objects within the Solar System and the Extrasolar Planets、著者名: Hara, T.; Takagi, T.; Kajiura, D.、掲載誌名: Pathways Towards Habitable Planets、査読の有無: 無、巻: Astronomical Society of the Pacific、最初と最後の頁: p.455、発表年: 2010年 (*44)
78. 論文名: Rapidly-Responding Optical Polarimetry of GRB afterglows with Hiroshima 1.5-m Telescope and One-shot Wide-field Polarimeter、著者名: Kawabata, K. S.; Uehara, T.; Yamanaka, M.; Sasada, M.; Ikejiri, Y.; Itoh, R.; Komatsu, T.; Uemura, M.; Nagae, O.; Chiyonobu, S.; and 20 coauthors、掲載誌名: DECIPHERING THE ANCIENT UNIVERSE WITH GAMMA-RAY BURSTS.、査読の有無: 無、巻: Volume 1279、最初と最後の頁: pp. 355-356、発表年: 2010年
79. 論文名: Rapidly-Responding Optical Polarimetry of GRB afterglows with Hiroshima 1.5-m Telescope and One-shot Wide-field Polarimeter、著者名: Kawabata, K. S.; Uehara, T.; Yamanaka, M.; Sasada, M.; Ikejiri, Y.; Itoh, R.; Komatsu, T.; Uemura, M.; Nagae, O.; Chiyonobu, S.; and 20 coauthors、掲載誌名: DECIPHERING THE ANCIENT UNIVERSE WITH GAMMA-RAY BURSTS.、査読の有無: 無、巻: AIP Conference Proceedings, Volume 1279、最初と最後の頁: pp. 355-356、発表年: 2010年
80. 論文名: Formation Conditions of Icy Materials in Comet C/2004 Q2 (Machholz). I. Mixing Ratios of Organic Volatiles、著者名: H. Kobayashi & H. Kawakita、掲載誌名: Astrophysical Journal、査読の有無: 有、巻: 703、最初と最後の頁: 121、発表年: 2009年 (*30)
81. 論文名: The Parent Volatile Composition of 6P/d'Arrest and a Chemical Comparison of Jupiter-Family Comets Measured at Infrared Wavelengths、著者名: N.DelloRusso, R.Vervack, H.Weaver, H.Kawakita, H.Kobayashi, N. Biver, D. Bockelée-Morvan, J. Crovisier、掲載誌名: N.DelloRusso, R.Vervack, H.Weaver, H.Kawakita, H.Kobayashi, N. Biver, D. Bockelée-Morvan, J. Crovisier、査読の有無: 有、巻: 703、最初と最後の頁: 187、発表年: 2009年 (*31)
82. 論文名: Formation Conditions of Icy Materials in Comet C/2004 Q2 (Machholz). II. Diagnostics Using Nuclear Spin Temperatures and Deuterium-to-Hydrogen Ratios in Cometary Molecules、著者名: H. Kawakita & H. Kobayashi、掲載誌名: Astrophysical Journal、査読の有無: 有、巻: 693、最初と最後の頁:

プロジェクト番号

S0801061

388、発表年:2009年(*32)

83. 論文名:Revisit to the Nuclear Spin Temperature of NH₃ in Comet C/2001 Q4 (NEAT) Based on High-Dispersion Spectra of Cometary NH₂、著者名:Y. Shinnaka, H. Kawakita, H. Kobayashi, Y. Kanda、掲載誌名:Pub. Astronomical Soc. Japan、査読の有無:有、巻:62、最初と最後の頁:263、発表年:2009年(*33)
84. 論文名:Zinc sulfide and zinc selenide immersion gratings for astronomical high-resolution spectroscopy: evaluation of internal attenuation of bulk materials in the short near-infrared region、著者名:Y. Ikeda, N. Kobayashi, S. Kondo, C. Yasui, P.J. Kuzmenko, H. Tokoro, H. Terada、掲載誌名:Optical Engineering、査読の有無:有、巻:48、最初と最後の頁:84001、発表年:2009年(*50)
85. 論文名:High-efficiency silicon immersion grating by electron-beam lithography、著者名:Y. Ikeda, N. Kobayashi, H. Terada, A. Shibayama, A. Ozawa, C. Yasui, S. Kondo, T.-S. Pyo, H. Kawakita、掲載誌名:SPIE、査読の有無:有、巻:7014、最初と最後の頁:701469、発表年:2008年(*51)

<図書>

図書名、著者名、出版社名、総ページ数、発行年(西暦)について記入してください(左記の項目が網羅されていれば、項目の順序を入れ替えても可)。また、現在から発表年次順に遡り、通し番号を付してください。

該当なし

<学会発表>

学会名、発表者名、発表標題名、開催地、発表年月(西暦)について記入してください(左記の項目が網羅されていれば、項目の順序を入れ替えても可)。また、現在から発表年次順に遡り、通し番号を付してください。

- 学会名: SPIE 国際会議、発表者: T.Yoshikawa, Y.Ikeda, N.Fujishiro, S.Ichizawa, A.Arai, M.Isogai, A.Yonehara, H.Kawakita、発表標題名: The dome flat-fielding system for the 1.3m Araki Telescope、開催地: Amsterdam、発表年月: 2012年7月(*54)
- 学会名: 日本天文学会、発表者: 近藤 莊平、池田 優二、福江 慧、中西 賢之、川西 崇史、三戸 洋之、安井 千香子、河北秀世、三好 蕃、原 哲也、米原 厚憲、中道 晶香、吉川 智裕、藤代 尚文、磯貝 瑞希、新井 彰、小林 尚人、発表標題名: 近赤外高分散分光器「WINERED」: 京都産業大学 1.3m 荒木望遠鏡でのファーストライトに向けた開発状況、開催地: 京都、発表年月: 2012年3月(*55)
- 学会名: 47th Rencontres de Moriond La Thuile (Va d' Aosta, Italy) Cosmology、発表者: A.Nakamichi、発表標題名: Inflation and stagflation—Robust inflation and cosmological constant problem without fine tuning—、開催地: Italy, La Thuile、発表年月: 2012年3月
- 学会名: 日本天文学会、発表者名: 磯貝瑞希、新井 彰、米原厚憲、河北秀世、中川辰一、発表標題名: WZ Sge 型矮新星 SDSS J080434.20+510349.2 の 2 色同時測光観測 II、開催地: 鹿児島、発表年月: 2011年9月(*56)
- 学会名: 日本天文学会、発表者名: 新井彰、磯貝瑞希、山中雅之、秋田谷洋、伊藤亮介、宇井崇紘、植村誠、河合誠之、谷津陽一、原川紘季、関口和寛(国立天文台)、永山貴宏、加藤太一、今田明、神戸栄治、黒田大介、泉浦秀行、今村和義、花山秀和、宮地竹史、他大学間連携観測グループ、発表標題名: 再帰新星 T Pyx の 2011 年の爆発における増光期の観測、開催地: 鹿児島、発表年月: 2011年9月(*57)
- 学会名: IAU Symposium 281 Binary Paths to Type Ia Supernovae Explosions、発表者名: H.Kawakita, A.Arai, M.Isogai, M.Nagashima, T.Kajikawa, T.Arasaki, E.Kitao, G.Tagichi, Y.Ikeda, A.Yonehara、発表標題名: Follow-up Observation Program of Transient Objects in Koyama Astronomical Observatory、開催地: Italy, Padova、発表年月: 2011年7月(*58)
- 学会名: 米国天文学会 DPS2010、発表者名: H.Kawakita, H.Kobayashi、発表標題名: Fluorescence Excitation Model of Ammonia in Low-Activity Comets、開催地 U.S.A., Los Angeles、発表年月: 2010年10月(*59)
- 学会名: 日本天文学会、発表者名: 新井彰、磯貝瑞希、山中雅之、笹田真人、伊藤亮介、小松智之、藤井貢、綾仁和宏、川端弘治、植村誠、池田優二、新崎貴之、北尾栄治、田口岳、発表標題名: 共生星 V407

- Cyg で起きた新星爆発時の可視分光観測、開催地:金沢、発表年月:2010年9月(*60)
9. 学会名:日本天文学会、発表者名:磯貝瑞希、関宗蔵、池田優二、秋田谷洋、川端弘治、新井彰、発表標
題名:共生星 Z And の静穏時と増光時の両期にわたる偏光分光観測、開催地:金沢、発表年月:2010年9
月(*61)
 10. 学会名:日本天文学会、発表者名:新井彰、河北秀世、池田優二、米原厚憲、磯貝瑞希、吉川智裕、
中道晶香、近藤壮平、小林仁美、三好蕃、原哲也、発表標題名:京都産業大学 1.3m 望遠鏡の据付と光学
調整作業の報告、開催地:金沢、発表年月:2010年9月
 11. 学会名:日本天文学会、発表者名:吉川智裕、池田優二、市澤俊介、新井彰、磯貝瑞希、米原厚憲、
河北秀世、LOSA/F2 開発チーム、発表標題名:京都産業大学神山天文台荒木望遠鏡フラットシステムの
開発、開催地:金沢、発表年月:2010年9月(*64)
 12. 学会名:日本天文学会、発表者名:磯貝瑞希、米原厚憲、河北秀世、池田優二、山室智康、新井彰、
吉川智裕、中道晶香、近藤壮平、小林仁美、新中善晴、三好蕃、原哲也、発表標題名:京都産業大学神山
天文台 2 色同時撮像装置 ADLER の製作、開催地:金沢、発表年月:2010年9月(*62)
 13. 学会名:Physics of Accreting Compact Binaries、発表者名:A. Arai、M. Isogai、M. Yamanaka、M. Fujii、
K. Ayani、発表標題名:Optical Spectroscopy of V407 Cyg during its Nova Explosion in 2010、開催地:京
都、発表年月:2010年7月(*63)
 14. 学会名:米国天文学会 DPS2011、発表者名:H.Kawakita、N.Dello Russo、R.J.Vervack,Jr、C.M.Lisse、
H.A.Weaver、H. Kobayashi、A.L.Cochran、W.M.Harris、A.J.McKay、N.Biver 他、発表標題名:Parent Volatiles in
Comet 103P/Hartley 2 Observed by Keck II with NIRSPEC during the 2010 Apparition、開催地:France,
Nantes、発表年月:2011年10月(*68)
 15. 学会名:米国天文学会 DPS2011、発表者名:M.Hashimoto、H.Kobayashi、H.Kawakita、N.Dello Russo、
A.Krivov、R.J.Vervack,Jr、H.A.Weaver、N.Biver、D.Bockelee-Morvan、J.Crovisier、発表標題名:Chemical
Composition of Comet C/2007 N3 (Lulin) Observed in the Near-Infrared Wavelength Region、開催地:
France, Nantes、発表年月:2011年10月(*70)
 16. 学会名:米国天文学会 DPS2011、発表者名:M.Yamaguchi、T.Ootsubo、J.Watanabe、M.Honda、
I.Sakon、M.Ishiguro、Y.Sarugaku、H.Kobayashi、H.Kawakita、発表標題名:Mineralogy of Silicate Dust Particles
for Comet 17P/Holmes by Subaru/COMICS 開催地:France, Nantes、発表年月:2011年10月(*71)
 17. 学会名:米国天文学会 DPS2012、発表者名:H.Kawakita、N.Dello Russo、R.J.Vervack,Jr、
H.Kobayashi、H.A.Weaver、W.M.Harris、A.L.Cochran、N.Biver、A.J.McKay、D.Bockelee-Morvan、J.Crovisier、
発表標題名:Outgassing of Parent Molecules in Comet C/2010 (Hill) during its Outburst at $R_h=2.5AU$ 、開催地:
U.S.A.,Reno、発表年月:2012年10月(*72)
 18. 学会名:米国天文学会 DPS2012、発表者名:H.kobayashi、N.Watanabe、H.Kawakita、T.Fukushima、
発表標題名:Formation of Cometary Hydrocarbons by Hydrogen Addition Reactions on Cold Grains、開催地:
U.S.A.,Reno、発表年月:2012年10月(*73)
 19. 学会名:米国天文学会 DPS2012、発表者名:C.Naka、M.Kyoudou、H.Kawakita、N.Dello Russo、
R.J.Vervack,Jr、H.kobayashi、発表標題名:Post-perihelion Spectroscopic Monitoring of Comet C/2009 P1
(Garradd) in L-band by Keck II /Nirspec、開催地:U.S.A.,Reno、発表年月:2012年10月(*74)
 20. 学会名:米国天文学会 DPS2012、発表者名:Y.Shinnaka、H.Kawakita、H.kobayashi、M.Hashimoto、
発表標題名:High-Dispersion Optical Spectra in the inner Coma of Comet 103P/Hartley2 at the Close
Approach to the Earth、開催地:U.S.A.,Reno、発表年月:2012年10月(*75)
 21. 学会名:The Fourth International Conference On Mathematics and Natural Sciences (ICMNS 2012)、
発表者名:H.Kobayashi、発表標題名:Volatiles in Comets as Probes to the Early Solar System、開催地:
Indonesia, Bandung、発表年月:2012年10月(*88)
 22. 学会名:日本天文学会、発表者名:藤代尚文他、発表標題名:京都産業大学 1.3m 望遠鏡用補償光
学装置の開発、開催地:大分、発表年月:2012年9月(*76)
 23. 学会名:日本天文学会、発表者名:福江慧他、発表標題名:近赤外高分散分光器「WINERED」:京都
産業大学 1.3m 望遠鏡におけるエンジニアリング・ファーストライトと光学性能評価、開催地:大分、発表年
月:2012年9月(*77)
 24. 学会名:日本天文学会、発表者名:川西崇史他、発表標題名:近赤外線高分散分光器
「WINERED」:1.7 μm -cutoff HAWAII2-RG 検出器の評価、開催地:大分、発表年月:2012年9月(*78)
 25. 学会名:日本天文学会、発表者名:中道晶香他、発表標題名:「星の虹から宇宙をさぐる」プラネタリ
ウム番組の共同制作、開催地:大分、発表年月:2012年9月
 26. 学会名:日本天文学会、発表者名:米原厚憲他、発表標題名:近赤外線三次元分光による狭輝線放
射領域のサイズ測定、開催地:大分、発表年月:2012年9月(*79)

27. 学会名:日本天文学会、発表者名:吉川智裕他、発表標題名:京都産業大学神山天文台「天文学を伝える」学生を育成する取り組み、開催地:埼玉、発表年月:2013年3月
28. 学会名:日本天文学会、発表者名:磯貝瑞希他、発表標題名:WZSge型矮新星における再増光減少の可視2色同時観測、開催地:埼玉、発表年月:2013年3月(*80)
29. 学会名:日本天文学会、発表者名:梶川智代他、発表標題名:古典新星NOVA AQL 2012の観測、開催地:埼玉、発表年月:2013年3月(*81)
30. 学会名:ISHH国際会議、発表者名:河北秀世、発表標題名:Nuclear Spin Isomers of Water Ions and Amidogen Radicals in Comets、開催地:東京、開催年月:2013年2月(*82)
31. 学会名:光赤外変更天文学研究会、発表者名:新崎貴之他、発表標題名:京都産業大学神山天文台におけるLIPSの改修と性能評価結果、開催地:埼玉、開催年月:2013年3月(*83)
32. 学会名:光赤外変更天文学研究会、発表者名:磯貝瑞希他、発表標題名:HBSによる共生星の変更分光観測、開催地:埼玉、開催年月:2013年3月(*84)
33. 学会名:日本天文学会、発表者名:中道晶香、発表標題名:負のポテンシャルと宇宙項微調整問題、開催地:京都、発表年月:2012年9月(*85)
34. 学会名:太陽研究シンポジウム「活動極大期の太陽研究、そして新たな太陽研究への布石」、発表者名:中道晶香、発表標題名:太陽&地球&惑星の磁極反転を記述するマクロ・スピン・モデル、開催地:東京、発表年月:2013年2月(*86)
35. 学会名:「背景放射で拓く宇宙創世の物理—インフレーションからダークエイジまで—」シンポジウム2012、発表者名:中道晶香、発表標題名:Robust inflation and cosmological constant problem without fine turning、開催地:茨城、発表年月:2012年7月

<研究成果の公開状況>(上記以外)

シンポジウム・学会等の実施状況、インターネットでの公開状況等

※ホームページで公開している場合には、URLを記載してください。

<既に実施しているもの>

該当なし

<これから実施する予定のもの>

該当なし

14 その他の研究成果等

「13 研究発表の状況」で記述した論文、学会発表等以外の研究成果、企業との連携実績があれば具体的に記入してください。また、上記、11(4)に記載した研究成果に対応するものには下線及び*を付してください。

※ 論文や学会発表等になじまない研究である場合は、本欄を充実させること

神山天文台では、学生と教員が協力し、施設内の開発設備を活用して世界最高レベルの装置開発にあたっている。平成23年度には可視光線領域において高い分散と偏光度の測定を両立させた特殊な観測装置の開発に成功し、Webおよび新聞等を通じて発表した。当該装置は世界でも珍しいもので、この装置を用いて通常の撮像観測では空間分解できない星周物質の空間構造解明が期待できる。(*67)

http://www.kyoto-su.ac.jp/department/sc/news/20111212_lips.html

また、学生を中心として超新星、新星・矮新星の分光確認観測を継続しており、これまでも複数の天体について天文学交際連合の回報を通じて世界に観測成果を発信している。当該観測により、新星爆発の初期現象について重要なデータを提供できた。(*68)

http://www.kyoto-su.ac.jp/kao/news/20110603_shinsei.html

http://www.kyoto-su.ac.jp/kao/news/20110414_news.html

http://www.kyoto-su.ac.jp/kao/news/20110401_shinsei.html

15 「選定時」及び「中間評価時」に付された留意事項とそれへの対応

<「選定時」に付された留意事項>

留意事項が付されていない場合は「該当なし」と記載してください。

該当なし

<「選定時」に付された留意事項への対応>

付された留意事項に対し、どのような対応策を講じ、また、それにより、どのような成果があがったか等について、詳細に記載してください。

該当なし

<「中間評価時」に付された留意事項>

留意事項が付されていない場合は「該当なし」と記載してください。

研究としての成果はあるが、(研究を用いた)教育拠点としての成果が見えない。施設の公開だけでなく、研究成果の公開も図られることが望ましい。

<「中間評価時」に付された留意事項への対応>

付された留意事項に対し、どのような対応策を講じ、また、それにより、どのような成果があがったか等について、詳細に記載してください。

平成 22 年の中間評価時に教育拠点としての成果が見えないとの指摘があった。その時点で既に、理学部学生や大学院生の教育拠点として天文台の活用を開始していたが、指摘のとおり外に見える形になっていなかったことを鑑み、平成 24 年度より大学教育との連携事業を神山天文台の事業として明確に打ち出し、連携を強化している。現在、神山天文台において行われている各種機器の開発には学生がモノづくり教育の一環として関与しており、また、本研究プロジェクトのスタッフによる研究指導も行っている。その成果は、本学学生が主著者となった論文が何本か出版されているという結果に現れている(*1*5*7*13*17*28*29*30*33)。また、Webページでの成果公開、プレスリリースの促進をすすめている(年間平均 2~3 回)。

プロジェクト番号

S0801061

16 施設・装置・設備・研究費の支出状況(実績概要)

(千円)

年度・区分	支出額	内 訳						備考	
		法人負担	私学助成	共同研究機関負担	受託研究等	寄付金	その他()		
平成20年度	施設	0	0	0	0	0	0	0	
	装置	107,562	53,781	53,781	0	0	0	0	
	設備	0	0	0	0	0	0	0	
	研究費	4,020	1,021	999	0	2,000		0	国立天文台
平成21年度	施設	0	0	0	0	0	0	0	
	装置	116,686	58,344	58,342	0	0	0	0	
	設備	0	0	0	0	0	0	0	
	研究費	10,941	5,915	5,026	0	0	0	0	
平成22年度	施設	0	0	0	0	0	0	0	
	装置	75,252	37,638	37,614	0	0	0	0	
	設備	52,597	26,387	26,210	0	0	0	0	
	研究費	11,125	5,257	4,204	0	1,664	0	0	日本学術振興会、国立天文台
平成23年度	施設	0	0	0	0	0	0	0	
	装置	0	0	0	0	0	0	0	
	設備	0	0	0	0	0	0	0	
	研究費	9,969	5,138	4,557	0	274	0	0	日本学術振興会
平成24年度	施設	0	0	0	0	0	0	0	
	装置	0	0	0	0	0	0	0	
	設備	0	0	0	0	0	0	0	
	研究費	10,000	5,268	4,732	0	0	0	0	北海道大学
総額	施設	0	0	0	0	0	0	0	
	装置	299,500	149,763	149,737	0	0	0	0	
	設備	52,597	26,387	26,210	0	0	0	0	
	研究費	46,055	22,599	19,518	0	3,938	0	0	
総計	398,152	198,749	195,465	0	3,938	0	0		

※ 最終年度は予定額。

プロジェクト番号

S0801061

17 施設・装置・設備の整備状況（私学助成を受けたものはすべて記載してください。）

《施設》（私学助成を受けていないものも含め、使用している施設をすべて記載してください。）（千円）

施設の名 称	整備年度	研究施設面積	研究室等数	使用者数	事業経費	補助金額	補助主体
【H20～24】2号館28研究室	昭和42年	26.25㎡		1名			
【H20～24】2号館22研究室	昭和42年	26.25㎡		1名			
【H20～24】2号館25研究室	昭和42年	27.25㎡		1名			
【H20～24】2号館39研究室	昭和42年	26.25㎡		1名			
【H21～24】2号館24実験室	昭和42年	26.25㎡		2名			
【H21～24】2号館37研究室	昭和42年	26.25㎡		1名			
【H22】2号館R&Dオフィス	昭和42年	52.50㎡		1名			
【H22～24】神天文台研究室1	平成21年	52.00㎡		2名			
【H22～24】神天文台研究室2	平成21年	38.00㎡		3名			
【H22～24】神天文台エレキショップ	平成21年	55.00㎡		2名			
【H22～24】神天文台オブショッ	平成21年	51.00㎡		2名			

※ 私学助成による補助事業として行った新增築により、整備前と比較して増加した面積

0 m²

《装置・設備》（私学助成を受けていないものは、主なもののみを記載してください。）

（千円）

装置・設備の名称	整備年度	型番	台数	稼働時間数	事業経費	補助金額	補助主体
(研究装置)							
経緯台式天体追尾装置	平成20年		1式	4,725 h	107,562	53,781	私学助成
口径1.3m可視赤外線用光学系	平成21年		1式	4,725 h	55,041	27,520	私学助成
可視光・二色同時撮像装置	平成21年	850S42-40B2Kx2K他	1式	2,295 h	61,645	30,822	私学助成
可視光・分光装置	平成22年		1式	720 h	83,962	37,614	私学助成
(研究設備)							
観測データ処理システム1式	平成22年		1式	13,200 h	12,837	6,210	私学助成
天体観測装置開発実験設備1式	平成22年		1式	6,000 h	39,759	20,000	私学助成
(情報処理関係設備)							
				h			
				h			
				h			
				h			
				h			
				h			

18 研究費の支出状況

（千円）

年 度	平成	20	年度	積 算 内 訳		
小 科 目	支 出 額		主 な 使 途	金 額	主 な 内 容	
教 育 研 究 経 費 支 出						
消 耗 品 費	267		パソコン関連用品	267	ソフトウェア(157)、EXU1(78)	
光 熱 水 費	0			0		
通 信 運 搬 費	0			0		
印 刷 製 本 費	0			0		
旅 費 交 通 費	854		国内外出張旅費	854	国外旅費(570)、国内旅費(284)	
報 酬 ・ 委 託 料	378		講演謝金	378	講演謝金(150)	
(出 版 物 費)	60		出版物費	60	書籍購入費(60)	
計	1,559					
ア ル バ イ ト 関 係 支 出						
人 件 費 支 出 (兼 務 職 員)	109		学生アルバイト	109	時給1,200円、年間時間数91時間、実人数1人	
教 育 研 究 経 費 支 出	0			0		
計	109					
設 備 関 係 支 出 (1個又は1組の価格が500万円未満のもの)						
教 育 研 究 用 機 器 備 品	351		ノート型パソコン	351	ノート型パソコン(351)	
図 書	0			0		
計	351					
研 究 ス タ ッ フ 関 係 支 出						
リサーチ・アシスタント	0			0		
ポスト・ドクター	0			0		
研究支援推進経費	0			0		
計	0					

プロジェクト番号

S0801061

年度	平成 21 年度		
小科目	支出額	積算内訳	
		主な使途	金額
教育研究経費支出			
消耗品費	746	消耗品費	746
光熱水費	0		0
通信運搬費	0		0
印刷製本費	0		0
旅費交通費	1,261	国内外出張旅費	1,261
報酬・委託料	1,829	業務委託費	1,829
(諸会費)	4	学会参加費	4
計	3,840		
アルバイト関係支出			
人件費支出 (兼務職員)	1,041	アルバイト代	1,041
教育研究経費支出	0		0
計	1,041		
設備関係支出(1個又は1組の価格が500万円未満のもの)			
教育研究用機器備品	340	パソコン	340
図書	0		0
計	340		
研究スタッフ関係支出			
リサーチ・アシスタント	280	太陽系始原天体の観測のための研究・開発	280
ポスト・ドクター	5,440	二色同時観測装置の開発・観測・望遠鏡の調整・維持管理	5,440
研究支援推進経費	0		0
計	5,720		

年度	平成 22 年度		
小科目	支出額	積算内訳	
		主な使途	金額
教育研究経費支出			
消耗品費	951	消耗品費	951
光熱水費	0		0
通信運搬費	5	郵送料	5
印刷製本費	91	印刷製本費	91
旅費交通費	2,474	国内外出張旅費	2,474
報酬・委託料	1,072	業務委託費・謝金	1,072
(賃借料・諸会費・支払手数料・出版物費・印刷費)	211	賃借料・諸会費・出版物費	211
計	4,804		
アルバイト関係支出			
人件費支出 (兼務職員)	505	アルバイト代	505
教育研究経費支出	0		0
計	505		
設備関係支出(1個又は1組の価格が500万円未満のもの)			
教育研究用機器備品	3,709	機器備品	3,709
図書	443	関係書籍代	443
計	4,152		
研究スタッフ関係支出			
リサーチ・アシスタント	286	太陽系始原天体の観測のための研究・開発	286
ポスト・ドクター	11,040	二色同時観測装置の開発・観測・望遠鏡の調整・維持管理	11,040
研究支援推進経費	0		0
計	11,326		

プロジェクト番号

S0801061

年度	平成 23 年度		
小科目	支出額	積算内訳	
		主な使途	金額
教育研究経費支出			
消耗品費	4,515	消耗品費	4,515
光熱水費	0		0
通信運搬費	25	発送費	25
印刷製本費	63	印刷製本費	63
旅費交通費	3,637	国内外出張旅費	3,637
賃借料	41	賃借料	41
報酬・委託料	22	報酬・業務委託費	22
(請会費・支払手数料)	129	学会参加費	97
(出版物費)	90	出版物費	90
計	8,522		
アルバイト関係支出			
人件費支出 (兼務職員)	908	アルバイト代	908
教育研究経費支出	0		0
計	908		
設備関係支出(1個又は1組の価格が500万円未満のもの)			
教育研究用機器備品	265	振動計	265
図書	0		0
計	265		
研究スタッフ関係支出			
リサーチ・アシスタント	1,433	太陽系始原天体の観測のための研究・開発	1,433
ポスト・ドクター	11,520	二色同時撮像装置の開発・観測・望遠鏡の調整・維持管理	11,520
研究支援推進経費	0		0
計	12,953		

年度	平成 24 年度		
小科目	支出額	積算内訳	
		主な使途	金額
教育研究経費支出			
消耗品費	2,400	消耗品費	2,400
光熱水費	0		0
通信運搬費	100	発送費	100
印刷製本費	600	印刷製本費	600
旅費交通費	3,097	国内外出張旅費	3,097
報酬・委託料	1,200	報酬・業務委託費	1,200
(出版物費)	100	出版物費	100
(学会参加費)	270	学会参加費	270
計	7,767		
アルバイト関係支出			
人件費支出 (兼務職員)	1,270	アルバイト代	1,270
教育研究経費支出	0		0
計	1,270		
設備関係支出(1個又は1組の価格が500万円未満のもの)			
教育研究用機器備品	0		0
図書	0		0
計	0		
研究スタッフ関係支出			
リサーチ・アシスタント	2,400	観測・装置開発、観測データの処理・解析等	2,400
ポスト・ドクター	8,320	二色同時撮像装置の開発・観測・望遠鏡の調整・維持管理	8,320
研究支援推進経費	0		0
計	10,720		

研究成果の詳細

A) 重力マイクロレンズ現象を利用した太陽系外惑星探査

分担研究者：米原、磯貝

概要

私たちの太陽系以外の惑星を探す試みは過去15年間に着実に進められつつも、地球と同程度の大きさの惑星検出については、観測的な困難が伴い、十分には進んでいない。第二の地球の検出を目指し、我々はマイクロレンズ効果を用いた検出方法を採用し、平成20年度から平成24年度にかけて、望遠鏡の整備および、観測に必要な可視光二色同時撮像装置の設置、そして観測の実施を進めてきた。この研究の推進は(1)ハードウェア開発、(2)ソフトウェア開発、(3)観測による研究の推進、の3つのステップで行ってきた。これらについて、以下にまとめる。

(1) 太陽系外惑星探査のためには、数時間程度のタイムスケールでの光度変動を、1%以下の精度で測光観測をする必要がある。そのため、検出器そのものの測光精度はもとより、一度に多数の天体の撮像観測を行い相対測光することで高精度測光を実現するために、広視野の撮像装置が必要となる。また、観測中の色変化から対象天体のより正確・かつ多様な情報を引き出すことが可能となることが、幾つかの理論的研究から明らかになっている。そこで、望遠鏡の主焦点に搭載する撮像装置(Araki telescope Dual imager、ADLER)の開発を行った。既にADLERは観測可能な状態となっており、迷光を抑えるための望遠鏡バツフルの装着、適切なフラットの作成手順の確立などを経て、平成22年度に本格的な観測を開始した。なお、より詳細に対象の天体の特徴を明らかにするため、各波長域のカメラについて最大10種類のフィルターを搭載することが可能な設計となっており、多様なフィルターの搭載を予定しているほか、グリズムによる簡易分光も可能な装置となっている。また、分割波長域を異にするダイクロイックミラーの利用も可能であり、このことから、他の研究テーマへの幅広い利用も可能である。

(2) 太陽系外惑星探査のためには、同じ天域を何度も観測する必要がある。そのため、ADLER制御用のソフトウェア開発による観測・運用の利便性向上は、観測的研究を推進していく上で、必要不可欠となる。現在、コマンド操作インタフェース(CUI)での観測が可能な状態となっており、観測時のフォーカス調整など様々なアクションを半自動で行えるようになっている。一方、ADLERによって取得されたデータを効率良く解析し、光度変動を高精度で測定するためのソフトウェアについては、既に同種の観測的研究を行っている名古屋大学S T E研の協力を受け、ADLERで得られるデータに特化した自動解析ソフトウェアを完成した。

(3) 以上の2段階を経て、現在、名古屋大学のグループなどとも連携しつつ、マイクロレンズ現象のアラートが出たターゲットに対してのフォローアップ観測を精力的に実施してきた。観測対象が銀河中心方向に偏っており日本からは夏場の特定の時期にしか観測できないことや、想定した以上の悪い気象条件から、観測時間が非常に制限されたこともあり、残念ながら明らかに太陽系外惑星が存在すると確認できるデータは得られていない。

1 イントロダクション

1. 1 系外惑星探査

標準的な星形成のシナリオに従えば、いかなる恒星のまわりにも初期には降着円盤が存在しているはずであり、降着円盤中に星間塵が含まれていれば、星間塵などが集まることで微惑星、更には惑星が形成されることは自然に予想される。すなわち、いかなる恒星も惑星系を持つ可能性があることを意味している。実際に、1995年にペガサス座51番星のまわりに太陽系以外の惑星（系外惑星）が初めて発見されて以来、惑星系に対する我々の認識は劇的に変化したといっても過言ではない。現在では1000に達する勢いで系外惑星が発見されており、これら数多くの惑星系の統計的性質から、観測的に惑星系形成の議論が可能な時代となりつつある。太陽系を再現するための惑星形成の議論から、一般的な惑星形成の観点から太陽系をとらえることが可能となりつつある。また数多くの系外惑星の発見の中には、興味深い個性を持つ惑星も存在している。例えば太陽系では、木星質量程度の、大きな質量を持つ惑星は太陽の近傍には存在していないが、これまで発見された系外惑星には、恒星の非常に近く、例えば太陽系における水星の公転軌道より内側に木星質量程度の惑星が多く発見されている。あるいは近年、地球質量程度の系外惑星の発見も報告されるようになり、まさに第二の地球探しとしての系外惑星探査も現実となりつつある。

しかし、惑星系の一般的性質と多様性を本当の意味で明らかにし、更に太陽系とはどのような惑星系であるのかを理解するために、系外惑星の更なる探査と発見された系外惑星の物理的特徴の解明が必要である。もちろん数が多ければ多いほど、更に詳細な統計的議論に耐えうるサンプルとなることはもちろんであるが、そればかりでなく、これまで発見された系外惑星の特徴から、惑星系の一般的性質を導くには様々なバイアスを考慮する必要があるからである。現在までに数多くの系外惑星を発見している観測手法として、ドップラー法とトランジット法の2つの手法がある。ドップラー法とは、惑星が存在することによる恒星の運動を光のドップラー効果を利用して検出し、惑星の発見につなげる手法である。惑星が公転する時、実際には恒星と惑星の共通重心のまわりを惑星だけでなく、恒星も運動することになる。惑星からの光は非常に暗いが、恒星からの光であれば高分散分光を行い、速度にして10[m/s]程度の精度があれば、この共通重心まわりの運動による光のドップラー効果を測定することが可能となる。実際に最初に系外惑星を発見した観測がこの手法による観測であった。またトランジット法とは、惑星が恒星の前を横切る際の食によるわずかな減光を検出し、惑星の発見につなげる手法である。食がおきる軌道面は非常に限られているが、測光精度にして1%程度の精度で十分な期間のモニタリングを行えば、系外惑星の発見が可能となる。どちらの手法も惑星の質量、あるいは、大きさに依存して、検出につながる物理量の大きさが変化することは明白であり、より質量の小さな惑星を発見するためには、分光による速度測定の精度、あるいは、測光精度を高める必要がある。このことは逆に、質量の大きな惑星をより発見しやすいということを意味しており、これらの手法で発見された系外惑星は、様々な質量スペクトルを持つであろう系外惑星の中でも、大きな質量のものだけを選

択的に発見していることになる。またどちらの手法も、スペクトル、あるいは、明るさの周期的な変化をとらえることが惑星発見の根拠となることから、限られた時間の中で公転周期の短い惑星の方を比較的容易に発見できる。つまり、公転周期の長い惑星、すなわち、軌道半径が大きく、恒星から離れている惑星を見つけにくいという特徴がある。加えてどちらの手法ともに、惑星を有する恒星からの光が明るければ明るいほど、高精度の観測が可能となることから、近傍の恒星のまわりの系外惑星をより発見しやすいことになる。例えば現在までに発見されている系外惑星のほとんどは、地球、あるいは太陽から数百パーセク程度の距離にあるものであり、現在これらの手法でキロパーセクを越える遠方の惑星の発見は困難であり、発見は比較的太陽近傍の恒星にある惑星に限られる。

1. 2 重力マイクロレンズ法による系外惑星探査

一般相対論から導かれる自然な帰結の一つに、重力場中で光が伝搬する際には、重力場が存在しない場合と比較して光の経路が歪むという現象がある。それはあたかも、質量を持った物体が光学レンズのような働きをすることで光の経路を歪めることから、重力レンズ現象と呼ばれる。例えば宇宙空間では、我々観測者から見て近傍にある天体の重力場によって、より遠方にある天体からの光の経路が歪められる現象として観測される。実際に、遠方天体の歪んだ像が観測されることもあれば、像の歪み・拡大に起因する増光現象として観測されることもある。

この重力レンズ現象の中でも、見掛け上の歪みの空間スケールが小さいため、像の歪みではなく、それに起因する増光現象が主として観測されるものを重力マイクロレンズ現象と呼ぶ。この現象は、実際には恒星質量程度の天体がレンズ天体（重力レンズ現象を引き起こす天体）となる場合に生じる。例えば銀河中の恒星の運動について考えると、恒星ごとに異なる固有運動をしている。そのため、ある恒星を観測している際に、観測している恒星との間で我々の視線近くを別の恒星が横切ることがある。横切った恒星がレンズ天体となり重力マイクロレンズ現象が起き、典型的に1カ月程度の時間的に対称な増光・減光を示すことになる。しかしレンズ天体である恒星が惑星を有する場合、時間的に対称な明るさの変化に、典型的に1日程度の惑星の存在に起因するアノマリー（異常な光度変動）が加わることになる。このアノマリーの理論モデルによる再現を通じて、アノマリーの起源となる天体の質量を推定できることから、系外惑星の発見が可能となる。前述のドップラー法やトランジット法とは独立に、いくつかのグループによってこのような現象を利用した系外惑星の探査が行われており、実際にいくつかの系外惑星の発見が報告されている。

この重力マイクロレンズ現象を利用した系外惑星探査は、重力マイクロレンズ現象そのものの発生頻度が 10^6 分の1程度と非常に低いために、一度に大量の恒星を観測する必要がある。そこで、恒星を大量に、ある程度空間分解して観測が可能である銀河バルジをモニタリング観測し、まずは重力マイクロレンズ現象のイベントを発見する。そのためにまず、サーベイグループが広視野、かつ、適度な時間サンプリングでモニタリング観測を行う。その中で、アノマリーと思われる現象については、更にフォローアップグループが高い時間サンプリングで集中的に当該

のイベントを観測する。確率的には決して高いとは言えない発見方法であり、現在までに重力マイクロレンズ法で発見された系外惑星の数は他の手法の1割に満たない程度であるが、他の手法と全く異なる原理に基づくため、他の手法と比較して幾つかのアドバンテージがある。まず、より遠方の系外惑星の発見が可能であるため、サーベイボリュームが非常に大きく、より太陽から離れた領域も含めた系外惑星の統計的性質に言及できることが挙げられる。そもそも重力マイクロレンズ法は、天体の増光をとらえることから比較的暗い対象、すなわち、遠方の天体でも観測が可能となる。加えて、重力レンズ現象そのものが、光源となっている背景天体と我々観測者との中間付近により感度を持つ性質であるため、適度に遠方の系外惑星発見に感度を持つことになる。次に、惑星の質量への依存性が他の方法に比べて弱いことが挙げられる。つまり、他の方法であれば感度が無いような質量範囲にある系外惑星に対しても、あまり感度が落ちないということであり、比較的低質量の系外惑星の発見にも感度を持つ。実際に、現在のサーベイとフォローアップの頻度・精度で地球質量の惑星の発見にも感度を持つことが知られている。更に、恒星から適度に遠くにある惑星の発見に感度を持つことが挙げられる。ドップラー法などは特に、恒星近くに惑星が存在している方が、惑星起源のシグナルが大きくなるため、発見しやすいという特徴を持つ。しかし重力マイクロレンズ法は、惑星が恒星に近すぎると恒星の重力レンズ効果に埋没してしまうことから、適度な距離に惑星がある方が、より大きなアノマリーを生じやすいという特徴を持つ。例えば、1[AU]程度の距離の惑星に感度を持つため、先ほどの感度を持つ質量範囲と併せると、まさに太陽系における地球のようなハビタブルな（生命が存在可能な）惑星の検出に感度を持つ、非常にユニークな手法であるといえる。

2 観測

2.1 観測ストラテジー

神山天文台では、準備期間を経て平成23年度と24年度の観測シーズンにして2シーズンについて、この重力マイクロレンズ法による系外惑星の発見を目指した観測的研究を行ってきた。しかし、通常行われているように、この手法による系外惑星探索のためには、サーベイ観測とフォローアップ観測の2段階が必要であるが、神山天文台だけでこの2段階の観測を行うことは観測装置の面からも観測サイトの面からも現実的ではない。そこでサーベイ観測のグループと協力し、フォローアップ観測を行うことで、系外惑星の発見を試みた。なお、重力マイクロレンズ現象の定常的なフォローアップ観測を行ったのは、日本国内では我々が初めてである。

系外惑星に起因するアノマリーを有するマイクロレンズ現象の割合は小さいため、本来であれば可能な限りイベントのフォローアップ観測を行うべきであるが、1) バックグラウンド、特にバルジの方向である南の空が明るいこと、2) バルジの南中光度が低く、バルジの観測可能な時間が短いこと、からあらかじめフォローアップするターゲットを絞って観測を行った。まず、神山天文台から観測可能であることはもちろん、ターゲットとなるイベントがバックグラウンドよりも明るい想定されるイベントを抽出する。その中で、増光の様子から推定された増光

率がひとこえ100に近いかそれを越えるようなイベントを更に抜き出して観測ターゲットとした。これは、マイクロレンズ現象を起こしているレンズ天体が系外惑星を持つ場合に、光源となる背景の恒星がレンズ天体である恒星の非常に近くを通過する場合に必ず系外惑星起源のアノマリーが生じることが理論的に分かっていること、また光源がレンズ天体の非常に近くを通過する場合には必ず大きな増光を示すことから、系外惑星があるならば光度変動のどこにアノマリーがでるかが容易に予測できることが理由である。

我々が協力したサーベイ観測のグループは、名古屋大学、大阪大学、カンタベリー大学などの研究協力により運営されているMOAと呼ばれるグループである。このグループは、ニュージーランドのマウントジョン天文台にある、1.8[m]の光赤外線望遠鏡をほぼ銀河バルジのモニタリング観測専用を利用して観測している。近年は、モニタリングストラテジーや解析手法の改良とも相まって、年間500を越える重力マイクロレンズ現象を発見している。そればかりでなくMOAグループは、ほぼリアルタイムでマイクロレンズ現象の発見と報告を行い、更にはその際の解析で得られた、最大増光率とその時間、イベントの座標と明るさなど、イベントに関する様々な量もメール配信、ならびに、ウェブサイトでの公開を行っている。したがって、イベント、特にアノマリーをとらえる可能性のあるもの詳細を容易に取得し、フォローアップ観測につなげることができる。

2. 2 神山天文台における観測

神山天文台では荒木望遠鏡に二色同時撮像装置ADLERを装備し、イベント周辺の比較的広い領域を二つの異なる波長帯域で測光観測を行った。観測に用いたフィルターは、いくつかの試行錯誤の結果、基本的には最もS/Nが良いと評価された組み合わせの r' と z' を使用した。サチュレーション等を考慮し、一度あたり90[s]から180[s]の露光で、基本的にバルジが観測可能な限り撮像を続ける形で観測を行った。また、測光のための解析の過程で可能な限りシーイングの良いデータを取得することが必須であることから、観測開始時だけでなく、観測開始後であっても必要に応じフォーカスの調整を行いながら観測を進めた。フォーカス調整については、ADLERのソフトウェア整備の際に作成した自動調整プログラムが、効率の良く観測を進めるための一助となった。このようにしてデータを取得した年度毎の観測の詳細は以下の通りである。

・平成23年度

観測夜数 35夜 (予定は65夜)

観測対象イベント 16イベント (合計で30イベント)

・平成24年度

観測夜数 54夜 (予定は138夜)

観測対象イベント 28イベント (合計で62イベント)

実際に観測対象となったイベントには高い増光だったもの、あるいは高い増光が予想されてい

たもの、更に高い増光ではないがタイミング良くアノマリー付近が観測だったイベントを、観測対象イベントとしてイベント数を示している。しかしそればかりでなく、フォローアップ観測を始めたばかりであるため、観測装置と勘息災とのパフォーマンスをチェックするために、高い増光ではないが、見掛け上明るいイベントも観測対象に含め、括弧内にその合計の数を示している。

イベント毎に撮像データの数はまちまちであり、増光時に一晩しか観測できず6枚しか撮像データの無いようなイベントから、複数日観測が可能であり、一晩の間にも多数の撮像データが取得できたことで計278枚のデータがあるイベントまで様々であった。

先に構築の行われた ADLER による観測システム（ハードウェア、ソフトウェアの両方）によって、適切なダークとフラットのデータがあらかじめ用意されていれば、生データだけでなく、データ取得後1日で自動的に一次処理されたデータが生成される。したがって、一次処理に時間を費やすことなく、効率よく解析に時間を費やすことが可能となった。

2. 3 解析

観測で得られるのは時間毎の撮像データで、このデータから観測ターゲットであるイベントの明るさの時間変化に関する情報を抽出する必要がある。通常は、視野中の天体をほぼ分離できるため、ターゲットとなる天体の領域中で検出されたフラックスを足し合わせることで測定すれば良い。しかし銀河バルジの場合、観測対象となるイベント、あるいはターゲットとなっている恒星を含め、視野中の天体が非常に混み合っている。もちろん、シーイングが良ければ大きな問題ではないが、実際には複数の天体からのフラックスは、シーイングの影響で重なり合う。更に、そのシーイングの大きさは時間的に変化するため、重なり方は時間的に一定ではない。特に、単一のイベントについて、場合によっては100を越える数の撮像データの解析が必要となることを考えると、これらの効果を十分考慮し、自動的に測光をするプログラムが必須となる。

そこで、MOA グループから DIA (Differential Image Analysis) という手法を用いるためのプログラムの提供を受けた。これは、解析を行う撮像データのうち、もっともシーイングなど条件の良いものを参照画像とし、その参照画像と他の画像との差分を取ることで、光度変動を検出するという原理の解析手法である。その際、画像毎にシーイングが異なることから、視野中の多数の星からシーイングの時間的・空間的变化を適当な関数系のもとで評価し、その関数系を用いて参照画像を他の画像と直接比較できる画像に変換する（要するに、参照画像を人工的にボカす）ものである。MOA グループはこのプログラムを、使用している機材に最適化したパラメータで使用しているが、望遠鏡の口径、検出器までの光学系、更にはピクセルサイズなど検出器特性に依存しているため、荒木望遠鏡と ADLER 用に調整の必要があった。また視野のサイズに応じて、DIA を実行する際の視野の分割方法などを吟味する必要もあった。そこでまずは、平成23年度に取得したデータを利用し、光度変動のない天体の測光結果が、可能な限り変動が無いような結果を示すべきとの考えのもと、これらのパラメータの調整を行った。特に、参照画像と他の画像を比較する際に必要な、空間的・時間的变化を表現するための関数系のカーネルについては、広いパ

ラメター範囲に渡り調べ、経験的に最も良く DIA を実行できるパラメターの設定を行った。

以上で述べたパラメターを設定したのち、イベント毎にそれぞれ、 1) 取得した全画像データの品質チェックと参照画像の選定、 2) 参照画像とその他の画像との位置合わせ、 3) 実際に DIA を行うための参照画像の人工的にボカし、その他の画像との差分を取る、 4) 差分の画像に対して、ターゲットの明るさの時間変化を評価する、 といった流れで解析を進めた。その一例を以下の図に示す。

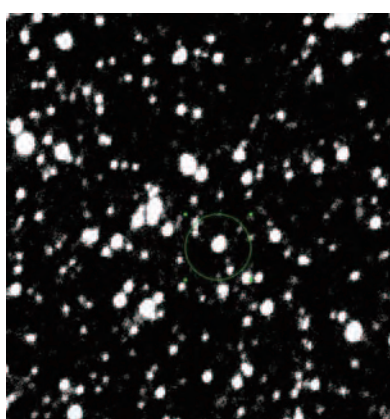


図 1

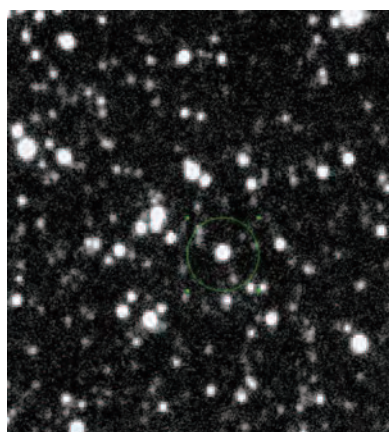


図 2

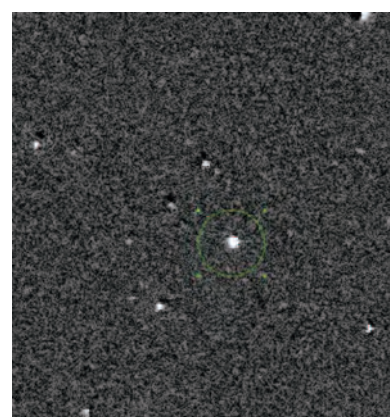


図 3

人工的なボカしが十分であり、明るさの変化が無い天体については、差分を取った後の画像にはほとんど何も残らない。一方で、明るさが変化している天体については、差分を取ると他の天体との差が目で見ただけでも一目瞭然である。もちろん、差分の結果で得られた画像の測光を行っても、評価された誤差と比べ有意に大きなシグナルとなっている。

以上のことを踏まえ、取得画像の多少に関わらず、観測を行ったイベント全てについて解析を行った。実際には、イベントや観測状況によって DIA のプログラムのパラメターを微調整する必要があるので、一旦解析を行い、その結果次第でパラメターの再調整を行い、最終的な結果を求めたものもある。

3 結果

観測した全てのイベントについて DIA による測光を行い、イベント毎に光度変動の有無と、マイクロレンズ現象に期待される光度変動での再現が可能かどうかを調べた。ここでは特に、DIA の際のパラメターを確定し、他の観測パラメターも最適化された後の、平成 24 年度に行われたフォローアップ観測の解析結果について述べる。平成 24 年度の観測シーズンにおいては、62 イベントの観測を行った。

全62イベントのうち、14イベントについては観測は行ったが、その際のターゲットが暗すぎたため、DIAによる解析が困難であったため、測光結果が得られておらず、明るさの時間変動を調べるためのデータが抽出できなかった。一方、残りの48イベントについては、観測時間毎の参照画像に対する等級の変化量と、その変化量に対する誤差を得ることができた。得られた光度曲線について、その時間変動の解析を行った。

まず、フォローアップ観測のデータだけで光度変動がとらえられているかを確認するため、観測データを等級変化無し（すなわち光度一定）のモデルとの適合度合いを調べた。カイ二乗の値を適合度合いの指標として計算を行った結果、全48イベント中18イベントについては、1自由度あたりのカイ二乗が1を下回っていた。つまり、これら約40%のイベントについては、マイクロレンズ現象を観測したにも関わらず有意な光度変動を検出するに至らなかったことが判明した。

次に、何らかの光度変動が期待される残り30イベントについて、今度はマイクロレンズ現象時に期待される光度変動に対する理論モデル曲線との適合度合いを調べた。その際に再び、カイ二乗の値を適合度合いの指標とした。このモデルについては、1) ピークの時刻、2) レンズ天体と光源との天球面上での最接近時の距離、3) イベントのタイムスケール、4) 観測されたフラックスへの光源以外の天体からの寄与、5) 増光が無い場合の等級に相当する量、の合計5つのパラメーターがある。これら5つのパラメーターについて、現実的な範囲の中を、適当な間隔でパラメーターサーチを行い、最もよく観測データを再現するパラメーターの組み合わせと、その際のカイ二乗の値を求めた。その結果、1自由度あたりのカイ二乗の値が2を越えるほど、モデルと観測との間に比較的大きなズレがあるイベントは5イベントに留まった。すなわち、残り25イベントについては、ほぼ満足のいくレベルで、重力マイクロレンズ現象による光度変動で観測された光度変動を再現できたことになる。重力マイクロレンズ現象で再現を試みたイベントの1つについて、グラフを示しておく。ちなみにこの図4は、横軸が時刻であり単位は日、縦軸は等級の変化量である。赤い徴が実際の観測データであり、緑色の線がもっとも観測を再現する重力マイクロレンズ現象による光度変動の理論モデルである。

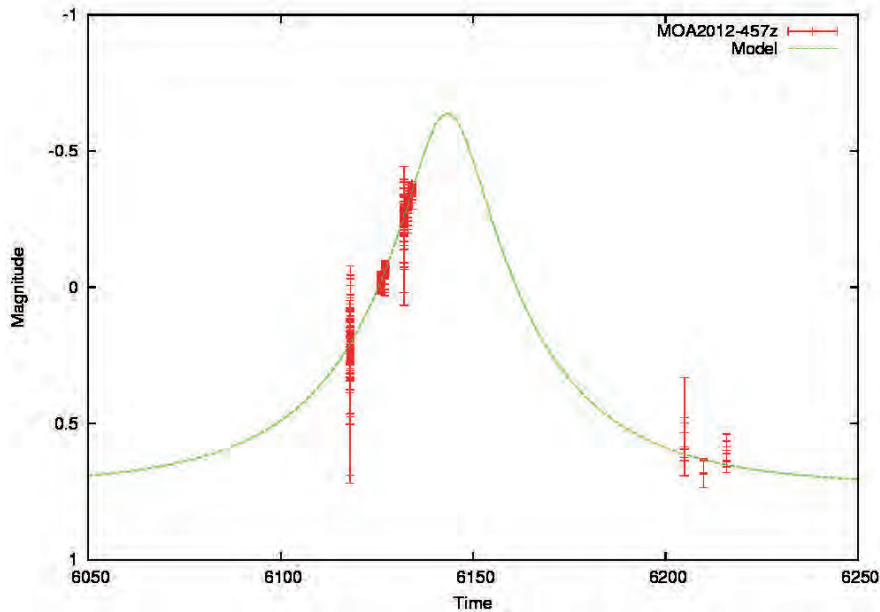


図 4

単純な重力マイクロレンズ現象による光度変動の理論モデルで十分に観測結果を再現できていないと思われるイベントについては、系外惑星の存在によるアノマリーの影響も考えられるため、サーベイグループや、他のフォローアップグループの観測結果との比較検討を行った。残念ながら、今回、単純なマイクロレンズ現象でうまく再現できなかったイベント全てについて、アノマリーの存在は示唆されておらず、また、観測された光度変動と理論モデルとのズレの傾向が系外惑星等のアノマリーに対応するものとは異なっている。従って、比較的大きなカイ二乗の値は、少なくともこれらのイベントについては、DIA のプログラムから推定される観測誤差が過小評価されていることが一つの原因と考えられる。

以上の事から、平成24年度に行った重力マイクロレンズ現象のフォローアップについては、

- ・重力マイクロレンズ現象のフォローアップ体制を整えることができた
- ・サーベイグループが発見した重力マイクロレンズ現象を実際に神山天文台でも検出できた
- ・系外惑星に起因する、重力マイクロレンズ現象は検出できなかった

といった結果が得られたことになる。残念ながら、最終目的に掲げた系外惑星の検出には至らなかったが、神山天文台における晴天率、バックグラウンドなどの環境、バルジの観測可能時間を考慮すれば、そもそも観測可能なイベントの絶対数が少ないこともあり、決して悲観的な結果であるとは言えない。むしろ、日本国内での継続的なフォローアップ観測を実行したこと、マイクロレンズ現象自体のシグナルを明確にとらえたことで、神山天文台・荒木望遠鏡・ADLER のもつ、系外惑星探査へのポテンシャルを示すことにつながったと言える。

もちろん、マイクロレンズ現象自体のシグナルの検出についても全く問題が無いわけではない。神山天文台で得られたデータだけで行ったモデルフィットの結果は、必ずしも、サーベイグループ

プ等の示す結果と一致するわけではない。時間的なカバレッジと、測光精度が異なることがその一員と考えられるが、実際にそうであるかどうかは更なる解析で確かめる必要があると考えており、今後の課題の一つである。

また、いかにイベントの絶対数が少なくとも、検出の可能性を上げる努力なくしては、効率の良い観測につながらない。そこで今年度の観測、解析、更には観測結果のモデルフィットの結果をもとにして、次年度以降のフォローアップ観測に対する目安を以下に示した。

- ・イベントのタイムスケールについては40日程度以下のものであれば検出可能である。

また、40日以上のもので比較的に長期間に渡る観測があれば検出可能である。

- ・イベントの明るさについてはV等級で15等級程度以上のものであれば検出可能である。

また、15等級から16等級程度のものであっても、バックグラウンドやシーイングが悪くなければ、

やはり検出可能である。

これらをもとに、今後引き続き、系外惑星の発見を目指して重力マイクロレンズ現象のフォローアップ観測を行う予定である。

B) 太陽系内始原天体と生命起源物質探査、太陽系の構造・進化の解明

分担研究者：河北、渡部、小林(RA)、新中(RA)

概要

太陽系形成初期における惑星構成物質であった「微惑星」の残存物である彗星の観測を中心に、太陽系形成物質を探ることを目的として観測的研究を推進している。特に、こうした物質の中に生命の起源と関連した有機物が豊富に含まれていることを明らかにする。1. 3 m望遠鏡が整備されるまでの平成20年度、平成21年度については、学内に設置済みであった口径28 cmの望遠鏡を用いた彗星の可視光低分散分光を行うと同時に、国立天文台すばる望遠鏡や赤外線衛星などを活用した観測を行ってきた。平成22年度からは1. 3 m望遠鏡を活用している。主な成果としては 彗星氷中の有機分子組成比の決定および重水素／水素比および原子核スピン異性体比の測定、赤外線衛星AKARIによる彗星氷中のCO₂分子存在度の決定などがある。また平成22年度には、NASAが行ったEPOXI彗星探査計画を地上から支援する観測も実施し、探査ターゲットとなった彗星の化学成分を明らかにすることに成功した（特に優れた成果の欄を参照のこと）。その他、河北を中心として多くの彗星の近赤外線高分散分光サーベイを行い、特に軌道周期が短い木星族短周期彗星の素性が明らかになってきた。

2010年10月にはアメリカNASAが実施した彗星探査計画EPOXIに協力し、探査機が彗星核に再接近した時刻付近で神山天文台からも同時観測に成功している。彗星探査機が搭載していなかった可視光分光器による観測から、彗星に含まれている各種ラジカルの成分を分光学的に明らかにすることに成功した。同彗星は過去の観測から通常の木星族短周期彗星とは異なる組成を持つことが指摘されてきたが、今回の探査機と地上望遠鏡との同時観測成功により、可視から赤外線にいたるまで幅広い、かつ、空間スケールのにも広いダイナミックレンジにおける観測が成功し、彗星核の形成および彗星氷に含まれる各種分子の生成に関する多くの情報を得ることができた。探査機と地上観測とのコラボレーションの成功例として、米国天文学会論文誌に掲載された。また、神山天文台での可視光分光観測に加え、ハワイ島のケック望遠鏡とも協力し、同夜に近赤外線高分散分光観測にも成功した。こうした多波長横断的なりモート観測を、探査機による「その場」観測と同時実施することで、飛躍的に彗星の形成に関する理解が深まりつつある。

神山天文台における化学特異彗星サーベイ

1 はじめに

1. 1 彗星の構造

彗星は、太陽系内を運動する小天体の一種であり、小惑星のように恒星状ではないという点が特徴である。彗星の本体は核と呼ばれ、氷と難揮発性の固体微粒子から出来ていると考えられている。氷（揮発性）成分は、約 80%が水で残りが二酸化炭素や一酸化炭素、アンモニアなどである。それら氷に加えて砂粒のようなダスト（難揮発性成分）が混じっているため「汚れた雪玉」と言われている（Whipple 1950）。彗星核が次第に太陽に近づくと、太陽から受け取る輻射量は増加し、彗星核表面の温度が上昇する。この温度上昇によって、彗星核表面の温度が氷の昇華温度に達すると、彗星氷中の分子はガスとして昇華する。このガスの流れによって、彗星核中の塵も吹き飛ばされ、彗星核の周囲にガスと塵からなる、コマと呼ばれる非常に大きく希薄な大気を作る。ガスのコマ中に存在する分子は、太陽の輻射によって解離して、次第に小さな分子や原子に変化する。これらのガス分子は、それぞれの成分に特有の波長で電磁波を放出している。可視光から近赤外線波長域では、分子は太陽光を受け取り、それを再放出する形で光っている（蛍光散乱）。また、塵は可視光線波長域では太陽光を反射して光っており、一方で赤外線領域では塵自身の熱輻射によって発光している。

また、ガスの一部は太陽輻射によって電離し、その結果生成されたイオンや電子からなるプラズマは、惑星間の磁場に引きずられる形で反太陽方向へと伸びる尾（プラズマの尾、あるいはイオンの尾と呼ぶ）を形成する(図 1.1 参照)。一方、塵は、太陽からの放射圧により、ほぼ太陽と反対方向に伸びるダストの尾を形成する。イオンの尾はイオン化されたガスで構成されており、イオンからの発光によって光っている。また、ダストの尾は、可視光線波長域では、塵が反射した太陽光によって輝いている（そのため、ほぼ太陽スペクトルに近い色を示す）。



図 1.1 : 彗星の構造と各部の名称

1. 2 太陽系の誕生と彗星の起源

彗星は、約 46 億年前に原始太陽系円盤内で形成されたと考えられている。銀河系内には、岩石質のコア（芯）が氷に包まれた微小な塵を含む分子ガスの塊（分子雲）が多数、存在する。分子雲は密度が均一ではないため、重力によって密度の高い箇所に分子が集まり分子雲コアと呼ばれる領域ができる。分子雲コアでは、重力によって収縮しようとする作用と、ガス圧で反発する作用がほぼ拮抗している。しかし、分子雲コアの重力によって、周りのガスや塵がさらに分子雲コアに集まるため、徐々に分子雲コア内のガス密度が大きくなり、やがて重力による収縮作用がガスによる反発力を上回り、急激に収縮する段階をむかえる（重力収縮段階）。これによって、分子雲コアの中心部に「原始星」と呼ばれる高温・高密度のガス球が誕生する。原始星へは周囲から連続的にガスや塵が降着し続ける。原始星へ降着してくる物質は、初期に（微量であっても）角運動量を有していると考えられており、中心へと近づくにつれて角速度が大きくなる（回転が速くなる）。降着してくる物質の回転による遠心力は、回転の赤道方向（回転軸から 90 度となる面）に近づく程大きくなるが、回転軸上を降着してくる物質には遠心力が働かない。そのため、回転軸上を降着してくる物質は、重力の影響で中心に向かって自由落下する。一方、赤道面上を中心に向かって運動する物質については、遠心力と重力が釣り合う位置で止まってしまい、降着物質による薄い円盤を形成する（原始惑星系円盤）。円盤が形成される間に、原始星の自転軸に沿って両極方向にガスが噴き出す。このガスを双極分子流という。こういったメカニズムで分子流が吹き出すのかはよくわかっていないが、分子流が吹き出すことで原始星＋原始惑星系円盤の系から角運動量が失われ、原始惑星系円盤中の物質は、原始星へと更に降着すると考えられている（図 1.2 参照）。

急激な物質降着が収まると、比較的静的な原始惑星系円盤の時代となる。この時期に、円盤の中心面には塵が沈殿する。そして、その塵が合体集積して直径数 km の「微惑星」と呼ばれる小天体が形成されると考えられている。さらに微惑星同士が衝突し合体することで大きくなり、直径 2~3 千 km の「原始惑星」ができていく（これらの原始惑星が更に衝突合体して最終的に惑星が誕生したと考えられている）が、ここで原始惑星に取り込まれず残った微惑星が、彗星核となった可能性がある（図 1.3 参照）。

ここで残った微惑星は、木星や土星などの巨大な惑星に近接遭遇した際、その軌道によって互いに衝突合体する場合もあれば、散乱されて全く異なる軌道へと変化する場合もある。惑星と微惑星の相互作用によって、微惑星の力学的エネルギーが正になった場合、その微惑星は太陽系外に飛ばされることになる。力学的エネルギーが負になっていれば、太陽系内にとどまるが、0 に近い値の場合には、太陽からかなり遠方まで飛ばされることになる。現在、観測される彗星は、カイパーベルトおよびオールト雲と呼ばれる領域からやってくるように見える（図 1.4 参照）。カイパーベルトは太陽から約 30 AU 離れた円盤状の領域であり、オールト雲は太陽から 1 万 AU ~ 10 万 AU 離れた球殻状の領域である。これらの領域にある彗星核は、誕生時にはもっと内側の領域にあったものが、先に述べたような大惑星の重力散乱によって振り飛ばされた後、現在の領域に落ち着いたものと考えられている。微惑星の力学的な進化についての研究 (Morbidelli 2005) によれば、カイパーベルトにある彗星核は、天王星や海王星付近でできた微惑星がほとんどであ

る。また、オールト雲に存在している彗星核は、木星～海王星でできた微惑星がもとになっているとされる（一部、カイパーベルトにいた微惑星も海王星などの惑星に影響を受け、オールト雲へ供給されることもある）。カイパーベルトやオールト雲といった領域は温度が非常に低いため、氷の昇華や化学反応はほとんど起こらず、微惑星ができた頃の状態を保持していると考えられる。

現在も原始惑星とならずに残った微惑星がこれらの領域に存在していると考えられており、オールト雲内の彗星核については銀河系内の様々な潮汐力が原因となり、またカイパーベルト内の彗星核については大惑星の重力的な影響により、太陽の近くにやってくる軌道へと進化したと考えられる。太陽の近くまでやってきた微惑星はガスと塵を放出してコマを作り、彗星と呼ばれるようになる（彗星の定義は「拡散状の太陽系内天体」である）。この彗星を太陽の近くで観測すれば、彗星核中に含まれていた分子や塵の成分について知る事ができ、太陽系誕生時の環境を知る手がかりになると考えられている。

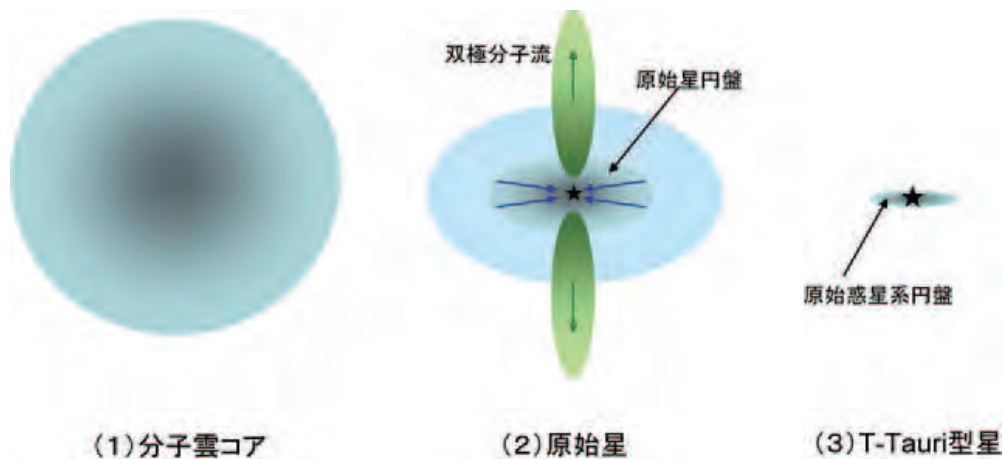


図 1.2 : 分子雲コアから原始星+原始惑星系円盤の誕生

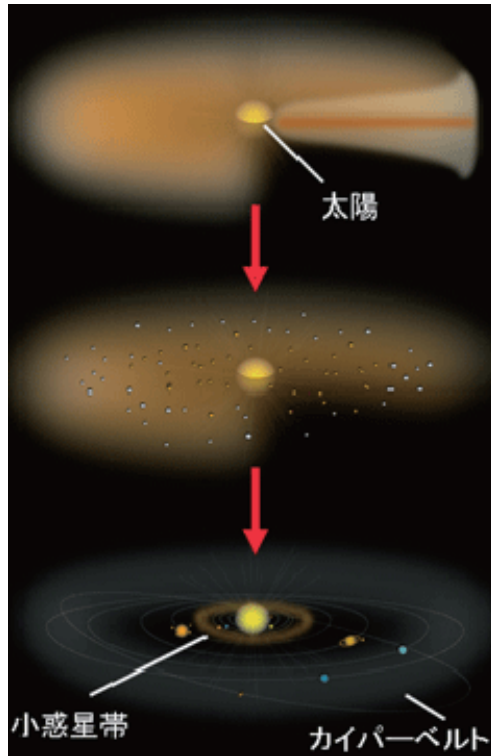


図 1.3 : 原始惑星系円盤内での微惑星形成と進化

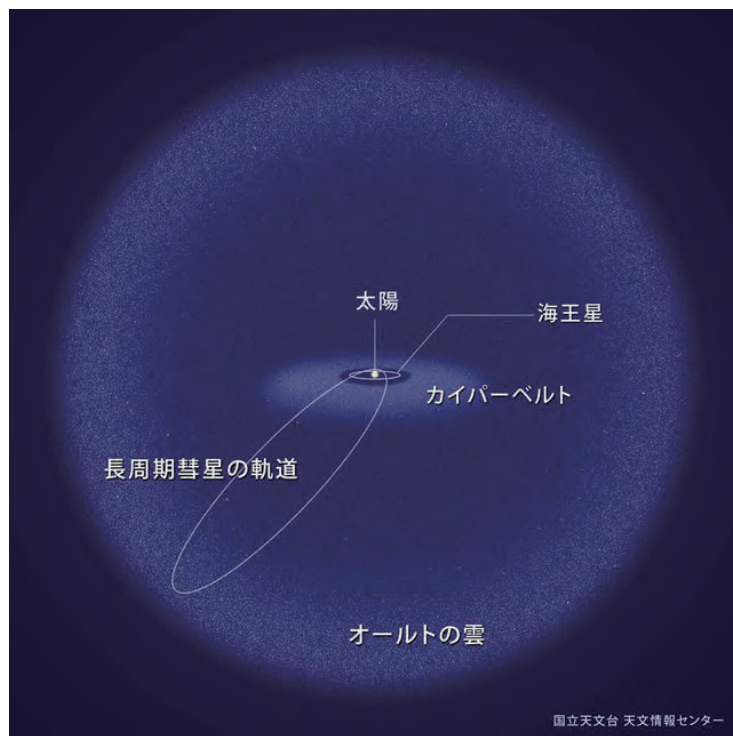


図 1.4 : カイパーベルトとオールト雲

1. 3 特異化学組成比をもつ彗星について (可視光分光)

彗星を観測し、そのガス生成率を求める研究は、20世紀中頃から多く行われてきた。最も古

くから行われてきた可視光波長域の観測では、コマ中に CN や C₂、NH₂、H₂O（実際には[OI]）などの中性分子が観測されてきた。それらの組成比は比較的似通っていることが知られている。過去の先行研究において、可視光低分散分光観測の結果から、彗星の組成比を分類している論文がいくつかある。

Fink & Hicks (1996) では 39 個の彗星について、H₂O に対するガス生成率比が求められている。更に Fink (2009) では、1995 年に発表されたものに更に 11 個の彗星を含めている。また、Langland-Shuta & Smith (2011) では、26 個の彗星について、ガス生成率を求めている。このうち、Fink (2009) では、H₂O に対する生成率比が似ているもの同士を統計的に分類している。その結果は、表 1.3 のとおりである。

しかし、ここ 30 年の間にこれらの典型的な彗星と明らかに違う、CN と C₂ が極度に欠乏した彗星が 2 つ見つかった。1 つは Yanaka (1988r) 彗星で、もう一つは 96P/Machholz 彗星である。Yanaka (1988r) 彗星のスペクトルと H₂O との生成率比は Fink (1992) にて求められている。Yanaka (1988r) 彗星のスペクトルは図 1.5 の真ん中のものであり、生成率比は表 1.1 に示した。図 1.5 の一番上のスペクトルは典型的な彗星である 1P/Halley のものである。この 2 つを比べると、Yanaka (1988r) 彗星は C₂ の輝線が観測されておらず、NH₂ の輝線ばかりが見えている。また、96P/Machholz 彗星については Langland-Shuta & Smith (2011) で分光観測されており、ガスの生成率が求められている。96P/Machholz 彗星のスペクトル図とガスの生成率はそれぞれ図 1.6 と表 1.2 である。図 1.6 の上にあるスペクトルは 8P/Tuttle のもので、下にあるのが 96P/Machholz のスペクトルである。図 1.6 を見ると、96P/Machholz 彗星も NH₂ の輝線しか見えていないことがわかる。

これら 2 つの彗星は、化学組成比が特異なことから太陽系外に起源を持つのではないかと考えられている。つまり、他の分子雲で形成された小天体が、重力の関係で太陽系に落ち込んで彗星になったのではないかという仮説である。だが、特異な化学組成比を持つ彗星はこれまでに 2 つしか発見されていない。しかも、可視光波長域の低分散分光観測およびバンド測光観測が行われたのみである。そのため、本当に太陽系外から来たのかどうかを判断する決定的証拠に欠けている。

そこで、早い段階で彗星の組成比が特異であるとわかれば、そのサンプル数を増やすことができ、さらに他波長域での観測や衛星による接近観測を促すことが出来る。他波長域で観測出来れば、彗星核から出てきた親分子をそのまま観測でき、衛星で接近すれば、更に詳しい彗星の構造がわかる。そうなれば、異なった彗星の起源がどこなのかを明らかできる可能性を高めることが出来る。また、こうした特異化学組成比を持つ彗星が太陽系起源であるということがわかったとしたら、彗星に含まれる氷の組成は大きな多様性を持つということを意味している。特異な化学組成をもつ彗星の存在割合を明らかにすることは、原始太陽系円盤中での化学進化を探るうえでの手がかりになると考えられる。

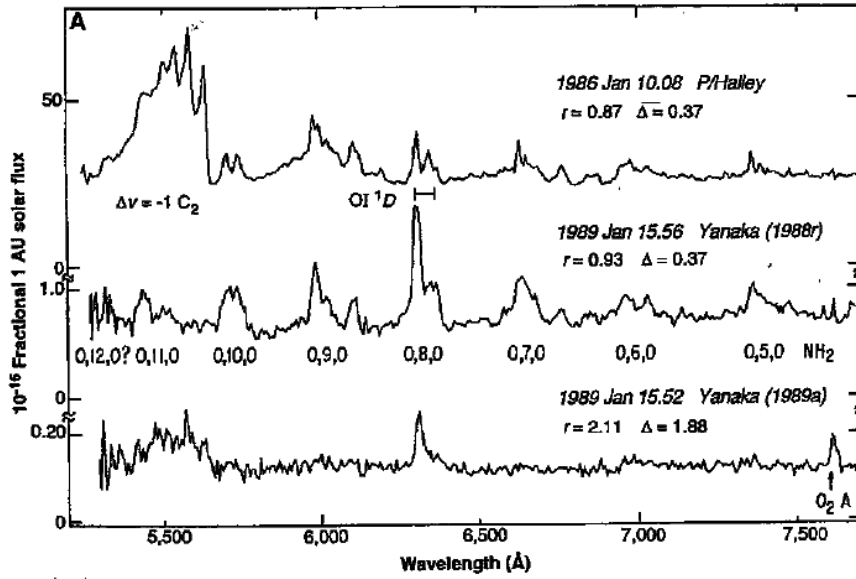


図 1.5: Yanaka(1988r) 彗星のスペクトル (中央)

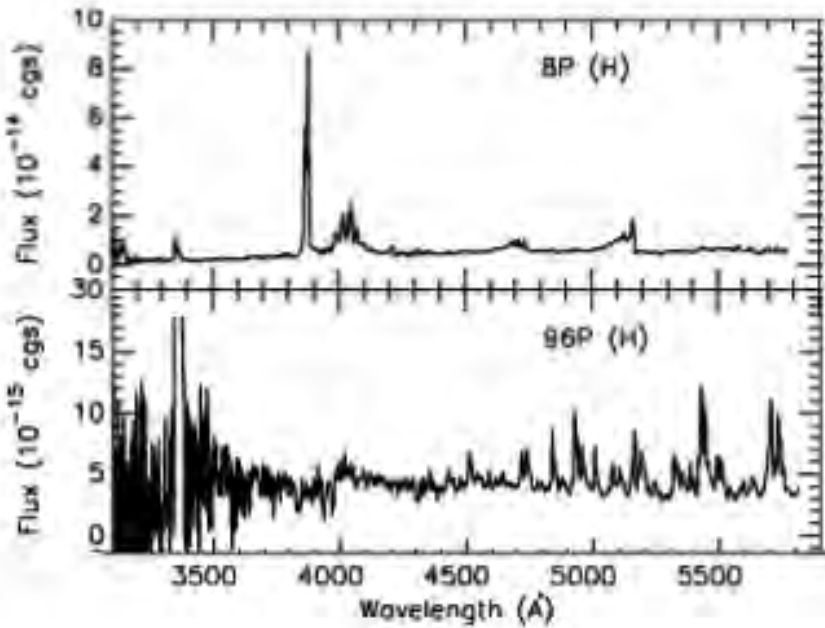


図 1.6: 96P/Machholz 彗星のスペクトル (下)

表 1.1: Yanaka(1988r) 彗星と典型的な 1P/ Halley 彗星の生成率比 [%]

	$Q(\text{CN})/Q(\text{H}_2\text{O})$	$Q(\text{C}_2)/Q(\text{H}_2\text{O})$	$Q(\text{NH}_2)/Q(\text{H}_2\text{O})$
Yanaka(1988r)	<0.01	<0.004	0.072
1P/ Halley	0.23	0.37	0.14

表 1.2: 96P/Machholz 彗星と 8P/Tuttle 彗星のガスの生成率[個/s]

	CN	C ₂	C ₃	NH	NH ₂	OH
96P/Machholz	9.0×10^{22}	4.8×10^{23}	6.0×10^{23}	8.0×10^{25}	5.0×10^{26}	
8P/Tuttle	7.0×10^{25}	1.7×10^{26}	1.4×10^{25}	5.0×10^{25}	6.3×10^{26}	1.2×10^{28}

表 1.3: Fink (2009)でのガス生成率比による分類

	CN	C ₂	NH ₂	C ₂ /CN
Typical CN, C ₂ and NH ₂ composition(35 objects)				
Average	0.158	0.235	0.202	0.163
Max	0.342	0.381	0.436	0.333
Min	0.081	0.124	0.010	0.066
Tempel 1 type (low C ₂ but normal NH ₂) (11 objects)				
Average	0.188	0.069	0.224	0.039
Max	0.282	0.094	0.324	0.064
Min	0.114	0.023	0.175	0.016
Giacobini - Zinner type (low C ₂ but low NH ₂) (3 object)				
21P /Giacobini - Zinner	0.166	0.073	0.038	0.044
73P /Schwass - Wach 3	0.221	0.051	0.075	0.023
43P /Wolf - Harrington	0.314	0.132	0.051	0.042

2 観測

2.1 望遠鏡・観測装置について

今回、彗星の可視分光観測には神山天文台にある口径 1.3m 反射式望遠鏡（荒木望遠鏡）を用いた（表 2.1, 図 2.1）。荒木望遠鏡は京都産業大学神山キャンパス内に設置された神山天文台内にある望遠鏡であり、2008 年 12 月に完成した。系外惑星の探査、太陽系内天体や突発天体の観測を主な観測対象としている。光学系はリッチークレチアン式、焦点はカセグレン焦点が 1 つ、ナスミス焦点が 2 つであり、第 3 鏡を切り替えることで焦点を変更できる。現在、カセグレン焦点に LIPS(線スペクトル偏光分光装置)、ナスミス焦点にはそれぞれ、LOSA F/2 と眼視用の接眼部がついている。

このナスミス台に置かれた可視低分散分光器 LOSA/F2(Low-resolution Optical Spectrograph for Araki-telescope with F/2)を用いて彗星の観測を行った（表 2.2, 図 2.2）。LOSA/F2 は、彗星観測を行うことを目的の一つとした装置である。彗星を観測する際、コマは広がった構造をしているので、幅が広く、長いスリットを用いることが望ましい。そのため、LOSA/F2 は F 値が 2 という非常に明るい光学系を採用している。

表 2.1: 荒木望遠鏡の仕様

口径	1.3m
焦点距離	13000mm
F 値	F/10
光学系	リッチー・クレチアン式
焦点	カセグレン焦点×1 ナスミス焦点×2
架台	経緯台式
観測装置	・LOSA/F2(ナスミス焦点) ・LIPS(カセグレン焦点) ・WINERED(2012 年始動予定)

表 2.2: LOSA F/2 の仕様

カメラ F 値	F/2
観測波長域	390~700nm
波長分解能	R~500@600nm
スリットサイズ	長さ : 12mm(3.24') 幅 : 0.12mm(2")
検出器	Apogee Alta U47



図 2.1: 口径 1.3m 荒木望遠鏡

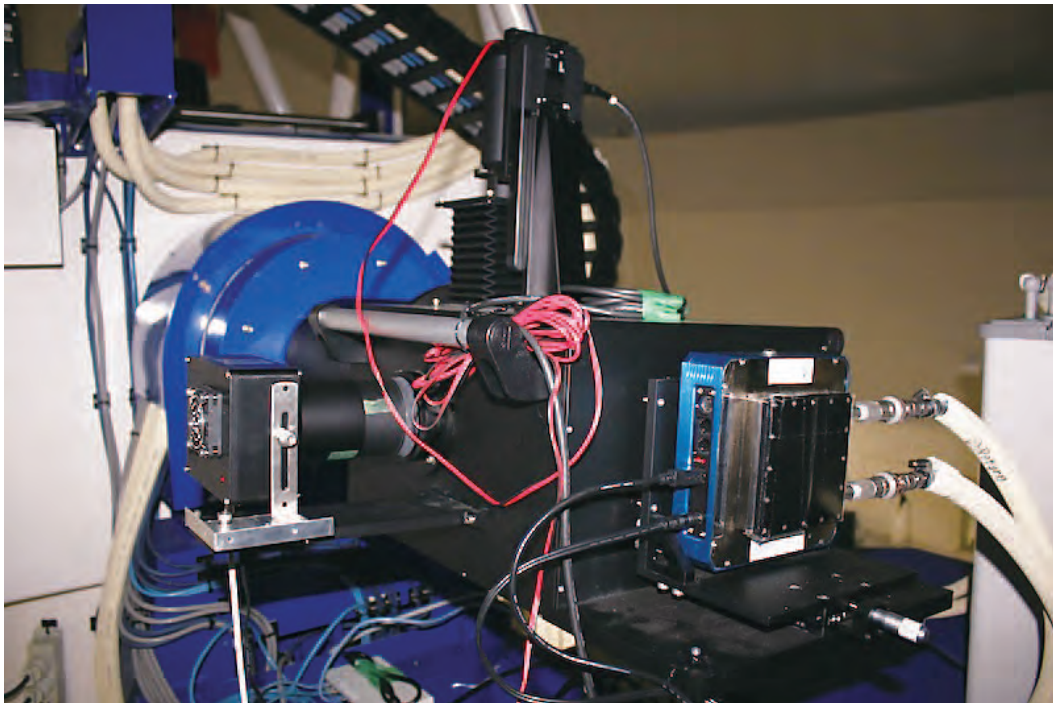


図 2.2: LOSA F/2 分光器

2. 2 観測対象について

前節に紹介した望遠鏡と観測装置を用いて、2010年から観測を開始し、最終的に7天体を観測

した（うち1天体は103P/Hartley 2彗星であり、彗星探査ミッションターゲットであった）。それぞれの彗星は数夜分のデータがある。その内、日心距離、地心距離が短く、彗星の高度が比較的高いときに観測されたものを解析し、輝線が確認された彗星から生成率比を求めた。日心距離が短い方が彗星からのガスの昇華が起りやすく、分子の輝線が観測されやすい。地心距離が短いと地球から近い所に彗星があるので、彗星が観測しやすい。彗星の高度が比較的高いときに観測されたものを用いるのは、大気による波長の長い方の吸収を避けるためである。しかし、感度補正をするための標準星の数が少ないため、彗星の高度が最も高い所で観測していない場合もある。実際、輝線がみられた彗星は、観測した7つの彗星の内5天体であった。輝線が観測された彗星の観測日、日心距離、地心距離については表2.3に記す。また、観測した際の彗星と標準星のエアマス（airmass）は表2.4に示した。

2.3 観測手法

彗星は太陽系内を運動しており、一般的な恒星時追尾では正しく追尾ができない。彗星の動きに合わせて、望遠鏡を駆動する必要がある。そこで、望遠鏡を制御する際に、非恒星追尾を行った。その際使用した赤経、赤緯はNASAのHORIZONS Web - Interface (<http://ssd.jpl.nasa.gov/horizons.cgi>)から求めたものを用いた。

彗星のスペクトルから各分子の生成率を求める際に測定するのは、彗星コマから発せられる輝線のフラックスである。このフラックスは標準星を用いたフラックス較正を行うことで得ることができる。しかし、このフラックスは大気の状態と高度に影響されやすい。よって、標準星を用いたフラックス較正を出来るだけ正確に行うことが重要である。正確なフラックス較正を行うには、彗星と同じ高度で近くにある標準星を、観測時間が近い時に撮る必要がある。しかし、都合よく彗星のそばに標準星があるわけではない。そこで、観測時に彗星の高度を挟む高度で標準星を撮るということを、一晩の間に繰り返した。例えば、彗星の高度が50°の時に撮ったならば、標準星は高度が60°と40°の所にあるものを観測した。この観測を1夜の間回数繰り返した。このように撮った各高度での標準星を使って、どの高度でどれくらいの減光があるのかを表した減光係数曲線を作った。これを用いて、観測された彗星の高度に適した減光量を求めて、フラックス較正を行っている。

表2.3：観測した彗星（輝線が観測されたもののみ）

輝線を観測した彗星	日付	日心距離 [AU]	地心距離 [AU]
103P/Hartley 2	2010/11/04	1.064	0.157
C/2009 K5 (McNaught)	2011/04/25	1.424	1.287
C/2009 P1 (Garradd)	2011/10/28	1.731	1.985
C/2010 G2 (Hill)	2011/11/03	2.119	1.371
C/2011 C1 (McNaught)	2011/04/04	0.916	0.973

表 2.4: 彗星および標準星の airmass について

輝線を観測した彗星	彗星の airmass	標準星の airmass
103P/Hartley 2	1.388 1.166	
C/2009 K5 (McNaught)	1.3906 1.2318	HR7596 1.286 1.3243 HR7950 1.7411 HR8634 1.996 HR5501 2.0582
C/2009 P1 (Garradd)	1.60792 1.86682	HR8634 1.131 1.113 HR718 2.445 3.029
C/2010 G2 (Hill)	1.01558 1.04632	HR718 1.438 2.454 HR1544 1.119 1.253 HR3454 1.326 1.935 HR1996 2.618
C/2011 C1 (McNaught)	2.947 2.2152	HR7596 1.459 HR8634 3.170 HR7950 2.208

3. データ処理

3. 1 観測データの1次元化

彗星を観測した際に得られるデータは、2次元データである。この2次元データを、IRAFを用いて1次元化してスペクトルを求める。IRAFはImage Reduction and Analysis Facilityの略称で、天体画像解析を行うソフトウェアである。[\(http://iraf.noao.edu/\)](http://iraf.noao.edu/)

彗星の1次元化の際に重要となってくるのは、天体画像の歪みの補正と、減光曲線を用いた感度補正である。感度補正については、前節に述べた通りである。

天体画像の歪みとは、観測装置の影響で画像が縦と横に曲がってしまうことである(図5)。彗星は広がった天体なので(図3.1)、観測した画像内の彗星からの成分は広がっている。IRAFの処理では、画像の空間方向を足し合わせる時、同じ波長域しか足し合わせられない。よって、彗星のように成分が広がっていると、違う成分を足し合わせてしまうかもしれない。そこで、この歪みを補正する必要がある。補正に用いるのは、縦方向には波長校正に用いるコンパリソン画像を、縦方向には歪み補正用に撮った標準星画像である。これらの画像で歪みを補正して、天体画像に

適応させて歪みを補正した。

この歪みを補正した天体画像を、1次元化した。



図 3.1: 縦と横に歪んだ画像

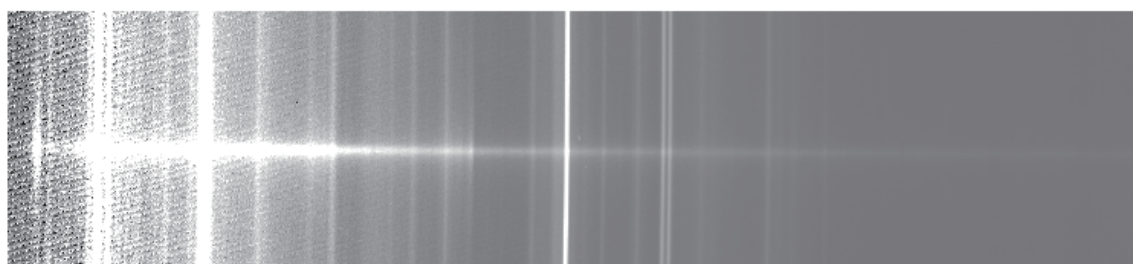


図 3.2: 彗星の画像

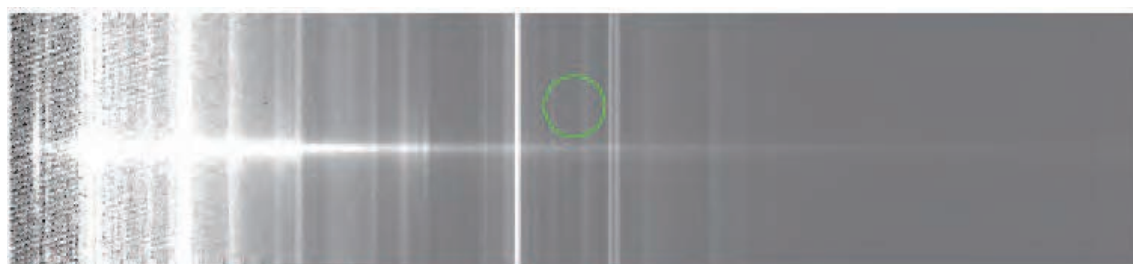


図 3.3: 歪みを補正した後の画像

3. 2 太陽光反射成分の除去

1次元化後の彗星のスペクトルには、彗星からガスの成分以外に彗星ダストによって反射された太陽放射光成分が加わっているため、彗星スペクトルから太陽光反射成分を差し引く必要がある。彗星からのガスの成分を *gas*、太陽放射成分を *solar*、彗星からのダストの成分を *dust*、大気による吸収を *trans* とすると、1次元化後スペクトルは

$$(gas+solar \times dust) \times trans$$

と表すことができる。今回の観測は低分散なので、大気による吸収を無視するとすると、

$$gas+solar \times dust$$

となる。これが、実際にこの研究で求められた各彗星のスペクトルである。このスペクトルに、高分散分光で求められた太陽放射成分をなまらした *solar* をかけると、右辺が求まる。

$$(gas+solar \times dust) \div solar = (gas/solar) + dust$$

右辺の *dust* 成分は、ガス成分だけならば0になっているはずの部分をつなげれば、求まるはずである。IRAF の background タスクはこの *dust* を求めて、画像から引いてくれる。これで求まるのは $(gas/solar)$ であり、これにまた *solar* をかければ

$$(gas/solar) \times solar = gas$$

と求めたい *gas* の成分だけを求めることができる。

このようにして、1次元化した彗星スペクトルからガスの成分を取り出す。

3. 3 輝線成分の測定波長範囲

前説3.2で求めた彗星のスペクトルから各成分を測定する。測定した成分と測定波長域は表3.1に記す。実際の測定時には、各波長領域の前後10[Å]ほどのばらつきがある。この観測で用いた分光器の波長の分解限界が10[Å]なので問題ないとした。

表 3.1: 測定範囲

測定した成分	測定した波長領域[Å]
CN	3845~3883
C ₂ (Δv=0)	4881~5165
[OI] (1D→3P)	6300
NH ₂ (0, 8, 0)	6314~6356
NH ₂ (0, 7, 0)	6601~6874

3. 4 H₂O 生成率の求め方

[OI]は禁制遷移であり、この発光はH₂Oが光解離するときに生じる励起された酸素原子が電子基底状態に落ちる際に生じる。これを用いて[OI]からH₂Oの生成率を求める。今回は[OI]6300[Å]を用いた。しかし、この[OI]6300[Å]の範囲にはNH₂(0, 8, 0)が重なっており、測定したままではそれぞれの値になっていない。そこでNH₂の高分散発光モデルから[OI]に対するコンタミを求め

て、2つの成分を分けた。

ガスの生成は、彗星に太陽光があたって氷が昇華して起きるので、生成率はほとんど日心距離に依存している。そこで、日心距離が1~3[AU]の間で0.5[AU]刻みにNH₂の高分散発光モデルから[OI]6300[Å]/NH₂(0, 8, 0)の比率を決め、その比率を適当な関数でフィッティングした。この関数に各彗星の日心距離を代入し、[OI]6300[Å]/NH₂(0, 8, 0)を求めて、[OI]6300[Å]とNH₂(0, 8, 0)の値を求めている。[OI]6300[Å]を求める際に、[OI]6364[Å]も測定しており、そこから太陽光反射成分の除去が正しく行えているかを確認した。[OI]6300[Å]と[OI]6364[Å]に現れる輝線の強度は、遷移確率に従って3:1になる。[OI]6364[Å]にもNH₂(0, 8, 0)が混ざっているので、[OI]6364[Å]とNH₂(0, 8, 0)も分けた。[OI]6364[Å]/NH₂(0, 8, 0)に関してはFinkの論文内で使われた0.05という一定の値を用いている。このようにして[OI]6300[Å]/[OI]6364[Å]の比を求め、太陽光反射成分の除去が行えているか確認した。結果は表3.2に記す。

表 3.2: [OI]6300[Å]/[OI]6364[Å]

彗星	[OI]6300[Å]/[OI]6364[Å]
103P/Hartley 2	3.0
C/2009 K5	3.0
C/2009 P1	3.0
C/2010 G2	2.9
C/2011 C1	2.9

3. 5 Haser モデル

各成分のガス生成率を求めて、H₂O 生成率との比を求めるために使った彗星コマのモデルがHaserモデルである。Haserモデルは1957年にベルギーのHaserによって提唱された彗星コマ中のガスの分布モデルである。太陽光にさらされた彗星核表面からは分子が昇華される。この分子を親分子という。親分子が太陽紫外光によって光解離されて出来る分子を娘分子という。この娘分子がさらに光解離すれば孫分子になる。Haserモデルでは、彗星核から光解離過程において

1. ある分子からは、ただ1種類の分子が生成される。
2. ある分子は、ただ1種類の分子から生成される。
3. 分子の運動は動径方向のみとし、膨張速度は一定である
4. 光解離過程において、運動の方向は変わらない。

と仮定している。今回用いたHaserモデルは2世代のHaserモデルと呼ばれるものである。2世代のHaserモデルでは、親分子が彗星核表面から昇華し、その光解離によって生じる娘分子に着目している。

このモデルの欠点は、物理的には非現実的であり、実際のガス生成率に対する誤差が大きいと予想される点である。例えば、分子の運動は動径方向のみではないと考えられる。しかし、Haser

モデルはその単純さゆえに、生成率を示すよい目安となり、かつ別のモデルを用いたガス生成率への変換も容易なため、現在でも頻繁に用いられている。よって、今回の観測では、2世代の Haser モデルを用いて、分子のガス生成率を求めた。

4. 結果

ダストの太陽光反射成分を除去したスペクトルを各彗星について示す(図 4.1-4.5)。スペクトル図の横軸は波長[Å]、縦軸は Flux[erg/cm²/s / Å]である。そこから求めた H₂O に対する各ガス分子の生成率比の値は表 4.1、その結果を図 4.6 にグラフとしても示した。生成率比の誤差は標本標準偏差を用いた。グラフの縦軸は対数表示にしてある。図の表の Typical な彗星の幅は表 1.3 の Fink (2009) の値から Max と Min の値を上限と下限にした幅である。

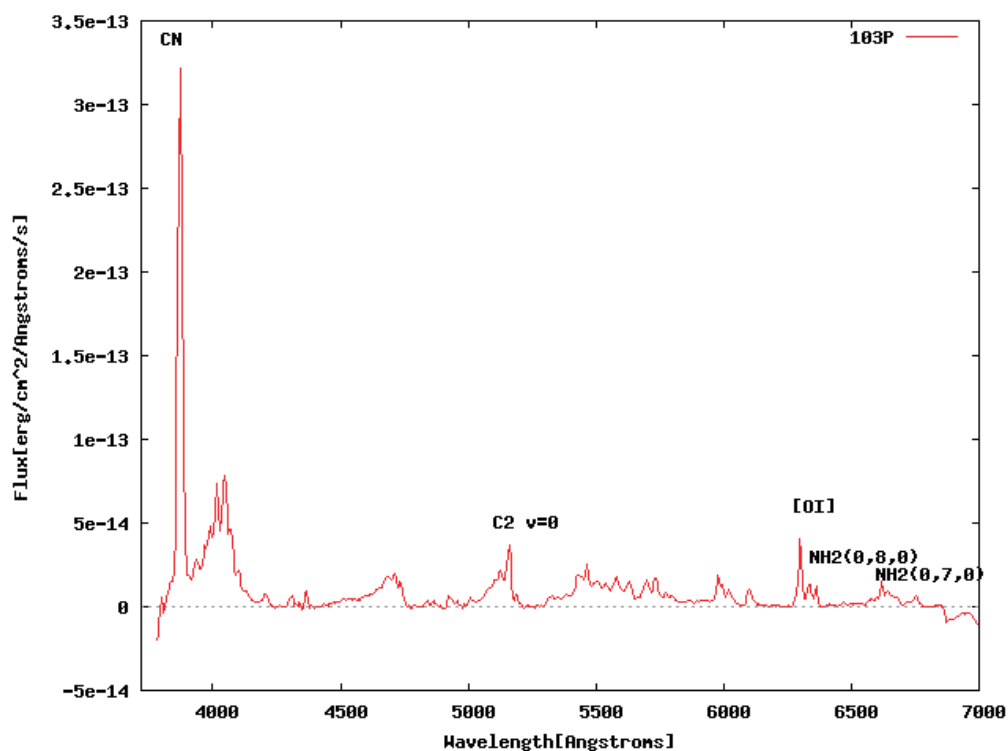
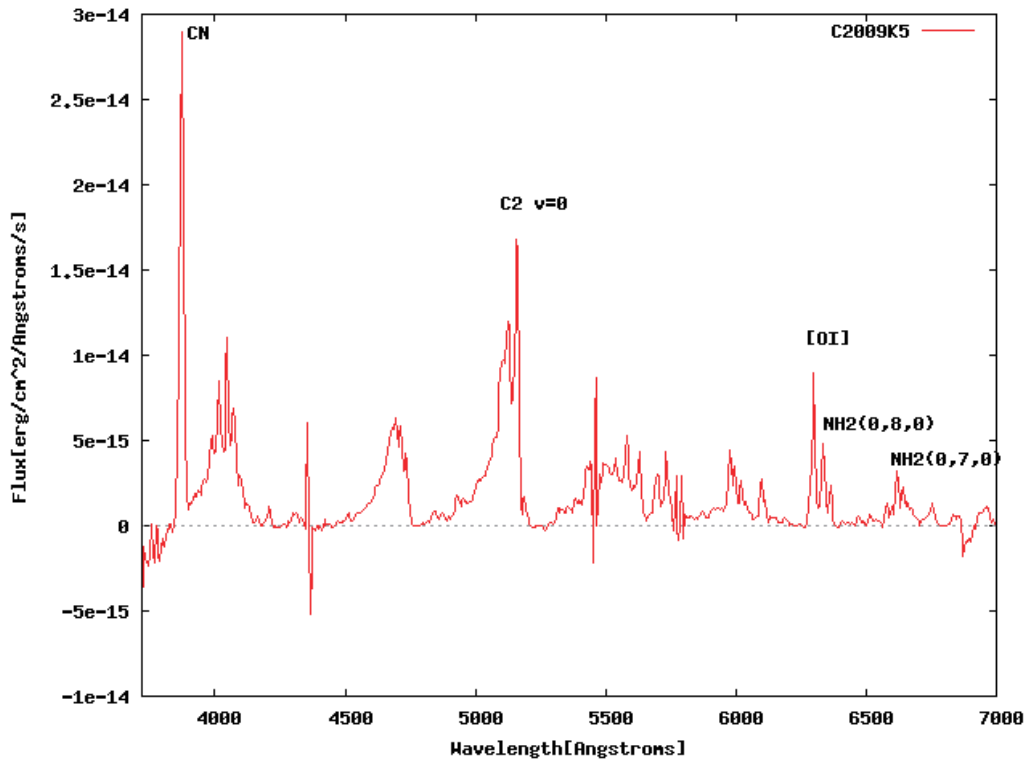
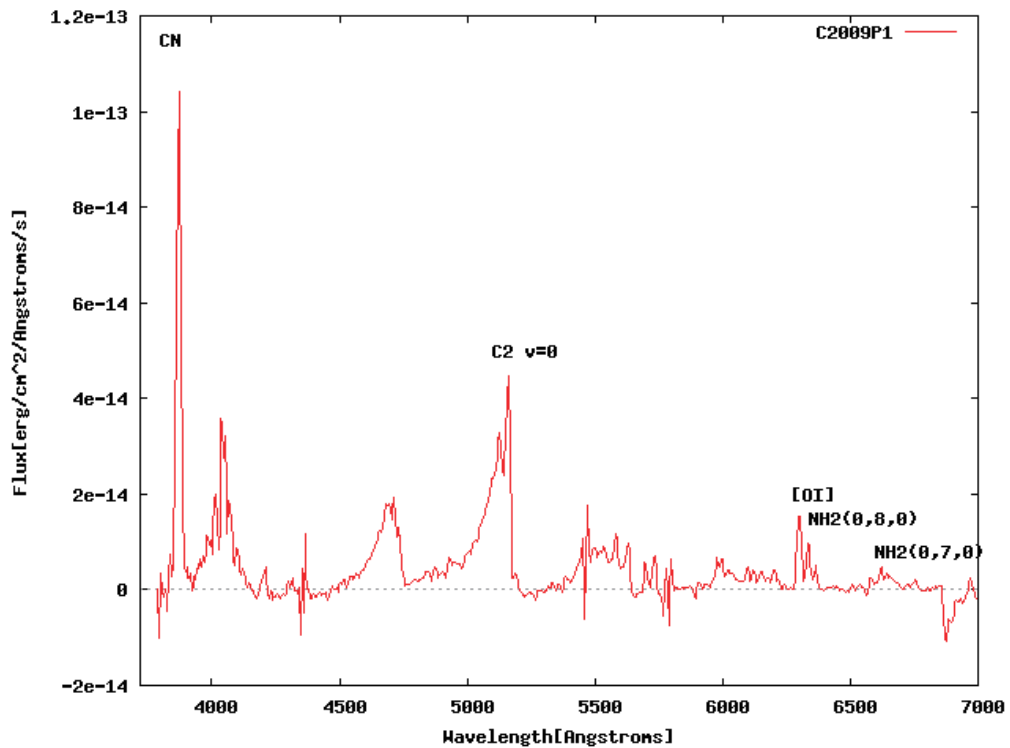


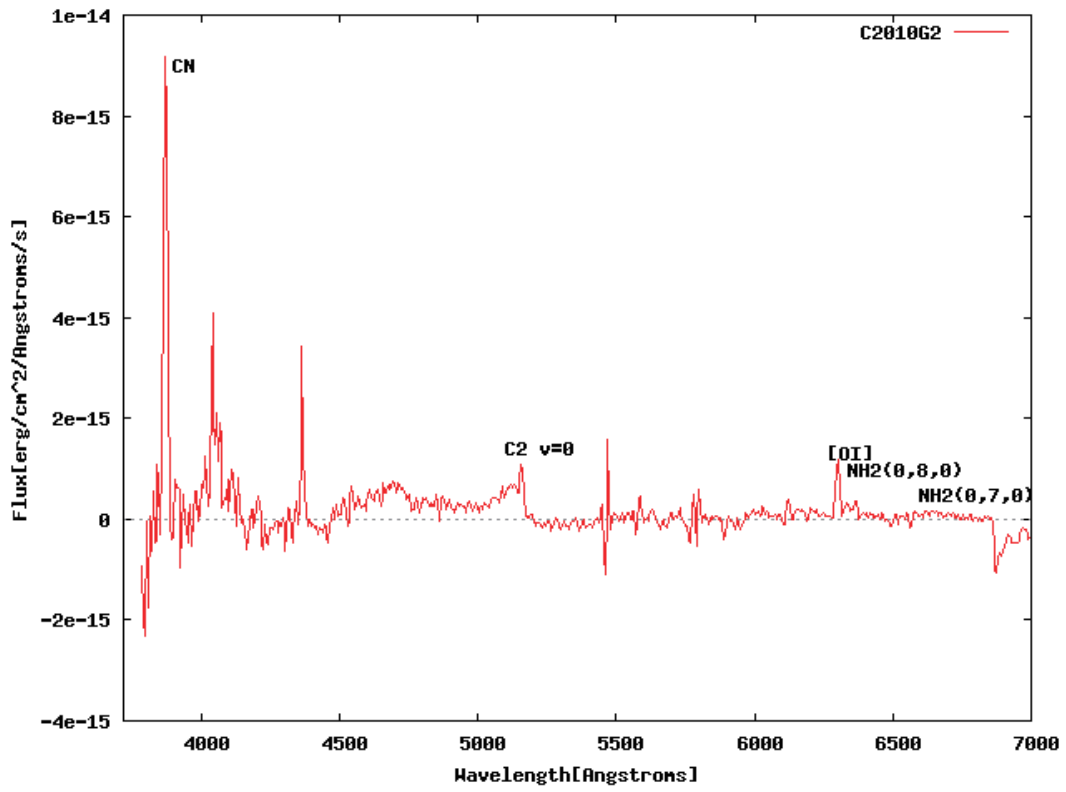
図 4.1: 103P/Hartley 2



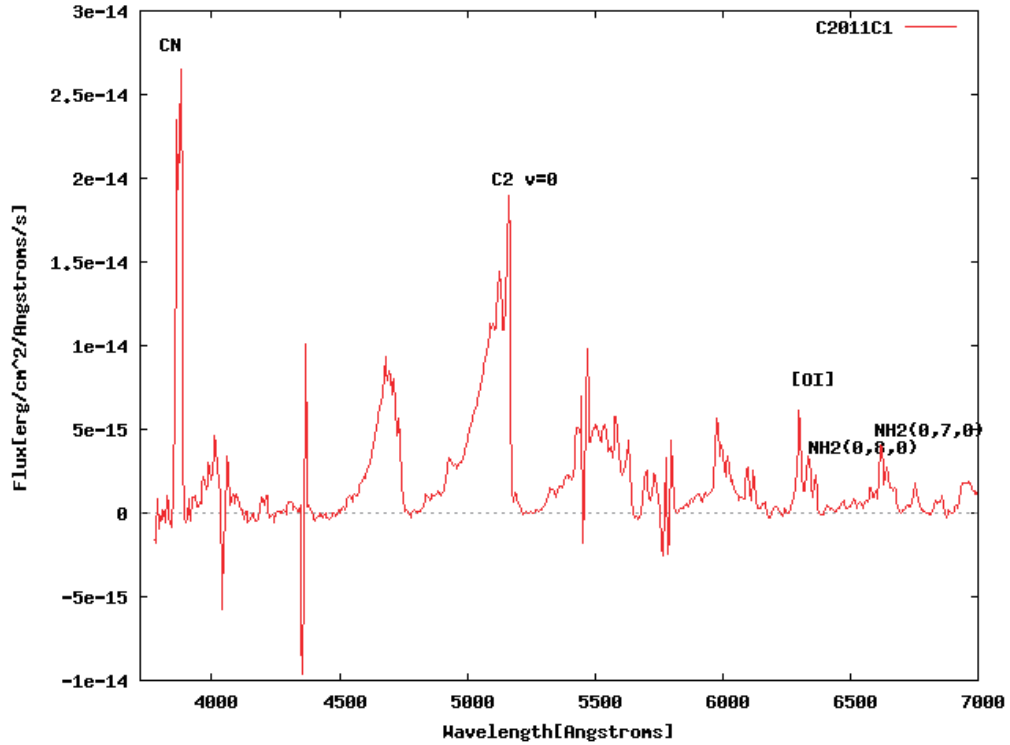
☒ 4.2: C/2009 K5



☒ 4.3: C/2009 P1



☒ 4.4: C/2010 G2



☒ 4.5: C/2011 C1

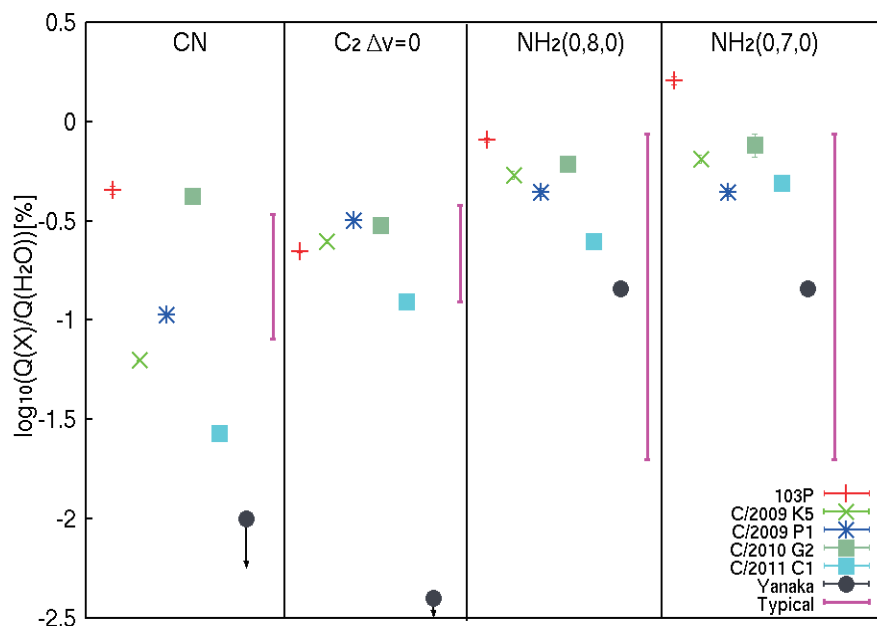


図 4. 6: 今回観測した彗星におけるガス生成率比

表 4. 1: ガス生成率比の値

生成率比 [%]	CN/H ₂ O	C ₂ /H ₂ O	NH ₂ (0, 8, 0)/H ₂ O	NH ₂ (0, 7, 0)/H ₂ O
103P/Hartley 2	0.45 ± 0.02	0.221 ± 0.003	0.81 ± 0.01	1.61 ± 0.02
C/2009 K5	0.063 ± 0.002	0.25 ± 0.01	0.54 ± 0.02	0.65 ± 0.02
C/2009 P1	0.107 ± 0.004	0.32 ± 0.01	0.44 ± 0.02	0.44 ± 0.02
C/2010 G2	0.42 ± 0.03	0.30 ± 0.02	0.61 ± 0.04	0.76 ± 0.06
C/2011 C1	0.027 ± 0.002	0.124 ± 0.004	0.25 ± 0.01	0.49 ± 0.01

5. 議論と今後の展開

5. 1 化学組成比の特異性について

前章の図 4. 6 より、Yanaka 彗星のような特異化学組成の彗星の存在について考える。今回観測した彗星の生成率比は、Yanaka 彗星のように、CN や C₂ の生成率比が極端に少ない彗星は無いようである。よって特異化学組成の彗星は今回の観測では発見できなかったと考えられる。また、C₂ や NH の生成率比をみるとほとんどの彗星は典型的な値の幅の中にあるので、今回観測した彗星は典型的な生成率比を持った彗星であると考えられる。

しかしCNの生成率比を見ると、典型的な値が0.08[%]から0.34[%]なのに対して、C/2011 C1とC/2009 K5の値はそれぞれ0.02[%]と0.06[%]であった。この2つの彗星のCNの生成率比は典型的なものに比べると、極端に少ないように思える。これは典型的な彗星と違う特徴を示したことになる。そこでこの2つの彗星においてCNの欠乏が起こっているのはなぜであろうか。

5. 2 CNの欠乏の原因について

CNの生成率比が極端に少ない原因として考えられることは大きく2つある。1つは、この2つの彗星はCNの親分子と考えられるHCN分子が元々少ない天体であるということである。もう1つはフラックス較正に関係する部分で問題があったということである。このフラックス較正の問題として考えられるのは、大気分散によって天体からの光がスリットでロスしたということと、減光係数曲線の決定に問題があったということである。

天体からの光が我々に届くまでには、大気によって天体の光が屈折する。この屈折率は波長によって異なる。星からの光が大気によって分散されているときに、分散方向と垂直にスリットをあてて観測していたとすると、天体からの特定の波長をロスしてしまう。これが大気分散によるスリットロスである。しかも、今回観測に用いた分光器はスリットが固定された状態でしか観測出来ないのも、フラックス較正用に観測した標準星と彗星観測時の大気分散の影響はことなっている可能性もある。

減光係数曲線の問題を説明するために、図5.1に数夜分の減光係数曲線を示した。この曲線は、フラックス較正時に使用する関数で、波長ごとの減光係数を表している。減光は目的天体の観測高度や観測日の天候に影響されやすく、レイリー散乱の影響でもあるので、波長が短い方が減光の影響を受けやすく変化も激しい。図5.1でも、波長が長い方は日による減光率の変化は小さいが、波長が短い方は日によってまちまちである。C₂やNH₂、[OI]が受かる波長は5000[Å]から6500[Å]なのに対して、CNの受かる波長は3880[Å]付近である。つまり本研究のCNの生成率比が小さかったのは、観測日に使用したの波長が短い方が上手く作れておらず、実際に彗星から、CNのフラックスだけが小さく求められてしまい、CNの生成率比が小さくなったと考えられる。

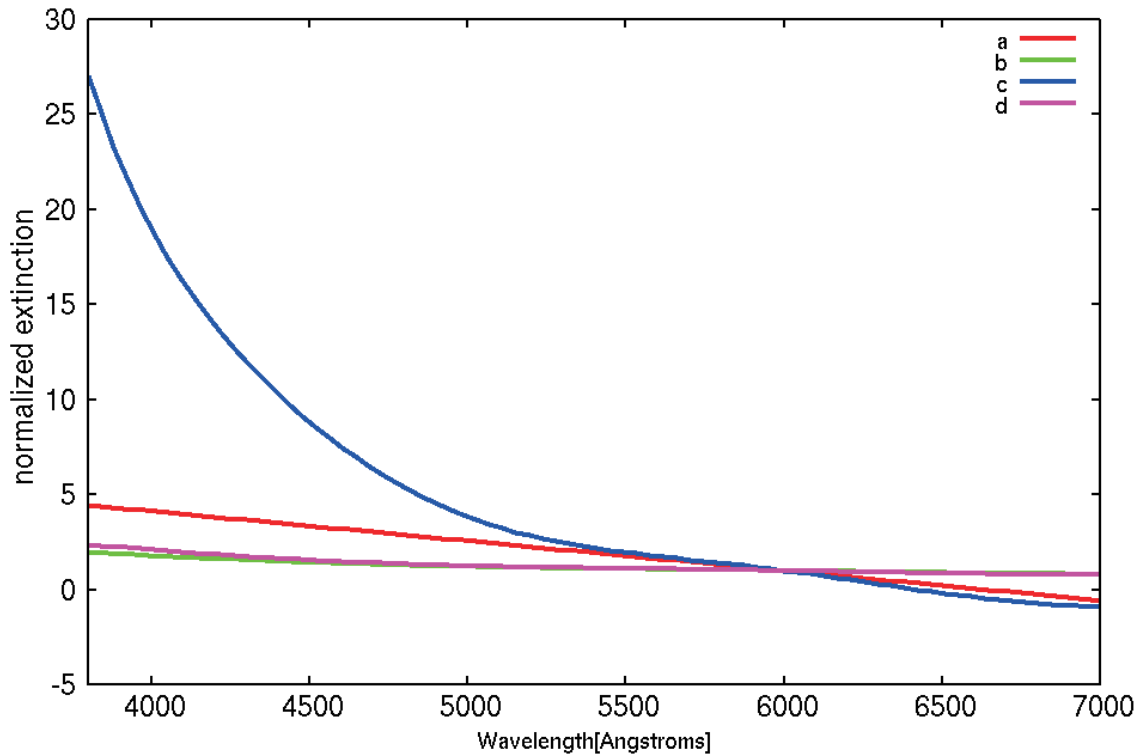


図 5.1 : 減光係数曲線 横軸は波長、縦軸は規格化した減光率

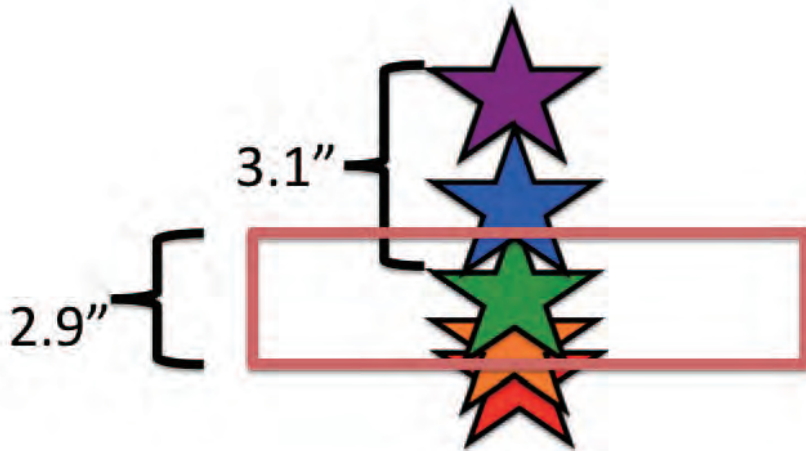


図 5.2: C/2011 C1 のスリットロスイメージ図

以上をもとにして、C/2011 C1 と C/2009 K5 の CN の欠乏について考える。

5. 3 C/2011 C1 の場合

C/2011 C1 の場合は高度が低い 23 度付近で観測した。この高度では大気分散の影響が大きくなると考えられるので大気分散の値を計算した。CN からの輝線は 3880[Å]付近に現れるので、3880[Å]と 6000[Å]での大気分散の差を計算すると 3.1 “と求まった。

この観測で使用した分光器のスリット幅が 2.9 “なので図 5.2 のようにスリットをおいて観測していたとすると 3880[Å]の光はあまり届いてなかったことになる。つまり、この C/2011 C1 の観

測時には大気分散の影響を受けていたと考えられる。よって C/2011C1 の場合、大気分散によるスリットロスによって CN の生成率比が少ない値として求めたと考えられる。

5. 4 C/2009 K5 の場合

C/2009 K5 の場合は彗星を高度 50 度付近で観測したので、先ほどと同じように大気分散の差を計算すると、3880[Å]と 6000[Å]での大気分散の差は 1.1”であった。この値はスリット幅に対して十分に小さい値なので、CN の欠乏は大気分散による影響ではなかったと考えられる。そこで、この彗星は元々 CN が少ない彗星であるのではないかと考えていった。

この彗星の CN は、2010 年 3 月 28.6 日 (UT) に行われた他の波長域の観測で、親分子と考えられる HCN 分子の H₂O に対する生成率比が求められている。その値から CN の生成率比を見積もり、本研究で求めた値と比較してみた。2010 年 3 月 28.6 日 (UT) の観測からは CN の親分子である HCN の水に対する生成率比は 0.25%と求められた。また、HCN から H と CN が出来る際の分岐比は Huebner et al. (1992) の論文内で 0.965 と求められている。よって、2010 年 3 月 28.6 日 (UT) の観測での H₂O に対する CN の生成率比は 0.24[%]であると見積もった。この値は Fink の論文の値では典型的な彗星に CN の生成率比内に入る。本研究の CN の生成率比が 0.06%で 2010 年 3 月 28.6 日 (UT) の観測から計算で求めた CN の生成率比が 0.24%だったので生成率比が異なった。この違いについて最後に検討する。

本研究で求めた減光曲線の決定に問題が無く、CN の生成率比が正しく求まっていたとすれば、これは CN の生成率比が時間的に変動していた可能性を示していると考えられる。先ほど計算に用いた親分子の観測日と本研究の観測日は同じ日ではないので、彗星核が自転をして彗星核の太陽に面する方向が変化していた可能性がある。他の観測から多くの彗星の彗星核は自転していると考えられており、その影響で彗星核表面のガスの昇華が起こる場所が変化し、HCN の放出量が変わったことで、CN の生成率比が変化していたと考えることができる。つまり本研究の観測から、彗星核内部の化学的な成分の非一様性をとらえることが出来た可能性があるのである。しかし、本当に彗星核の非一様性を観測出来たのかは今回の観測だけ断言することは難しい。なぜならば、C/2009 K5 彗星は周期ではないので、もう観測が出来ないので、確かめることが出来ないからである。彗星核の非一様性を観測出来るのかということは、さらに他の彗星を観測し、そのサンプル数を増やして検討する必要があると思われる。

6. まとめ

以上より、本研究における可視光彗星分光サーベイの結果は、以下ようになった。

- ・ 残念ながらサンプル数が少なく特異化学組成比を持つ彗星は観測出来なかった
- ・ 観測したほとんどの彗星は典型的な彗星であった。
- ・ C/2011 C1 の CN の生成率比の値が小さかったのは大気分散の影響である
- ・ C/2009 K5 の Q(CN)/Q(H₂O) の値の観測日による変化は生成率の時間的変動をとらえた可能性があり、彗星核の化学的な非一様性を示した可能性がある。

本研究の目的は特異科学組成比を持った彗星の探査であった。しかし、今回の観測では発見することは出来なかった。よって、今後も彗星の観測を継続し、特異化学組成比を持つ彗星の発見を目的としたサーベイの継続を検討中である。しかし、気象条件が予想以上に悪く、スペクトルの相対感度補正が必要な当該観測には、観測装置や観測手法についてさらなる検討を行い、観測夜数を増やし、また装置の限界等級を下げて彗星サンプルの数を増やすことが必要と考えられる。特に今回の観測で分かったように、C/2011 C1 の観測の際には、大気分散の影響のようなフラックス較正の問題があった。これは今回我々の行っていた標準星の観測方法が低高度になると適していないことを示している。また減光係数は天候に影響を受けやすい。そこで、高度や天候に影響されない標準星の観測方法の検討を行うことによって、フラックス較正時の問題を改善することが可能である。そうすれば、フラックス較正時の問題を軽減させることができる。

改善策の一つの方法として上げられるのは、標準星となりうる恒星を同経緯度で近い時間に観測するというものである。現在、分光測光観測用に使用できる標準星が限られているので、標準星として使える恒星を増やすことを計画してうる。彗星観測時に彗星の近くで標準星となりうる星を観測しておき、その観測した恒星を標準星化したのちに、その標準星を使って彗星のフラックス較正を行えば、大気分散も天候の影響も低減することが可能となると期待できる。

参考文献

Uwe Fink, “A taxonomic survey of comet composition 1985-2004 using CCD spectroscopy”, *Icarus* 201 (2009), 311-334.

Uwe Fink, “Comet Yanaka (1988r): A New Class of Carbon-Poor Comet”, *SIENCE VOL. 257* (1992), 1926-1929.

Laura E. Langland-Shula & Graeme H. Smith, “Comet classification with new methods for gas and dust spectroscopy”, *Icarus* 213 (2011), 280-322.

Uwe Fink & Michael D. Hicks, “A SURVEY OF 39 COMET USING CCD SPECTROSCOPY”, *The Astrophysical Journal*, 459 (1996), 729-743.

W. F. Huebner, J. J. Keady, & S. P. Lyon, “SOLAR PHOTO RATES FOR PLANETARY ATMOSPHERES AND ATMOSPHERIC POLLUTANTS”, *Astrophysics and Space Science* 195 (1992), 1-294.

『彗星観測ハンドブック 2004』, 高校生天体観測ネットワーク (Astro-HS), 渡部 潤一 編集 (2003, 株式会社アストロアーツ)

神山天文台における NASA/EPOXI 彗星探査ミッション支援:

Hartley 第二彗星の可視光低分散分光観測

1. Introduction

Comet 103P/Hartley 2 (hereafter, Hartley 2) is a short period Jupiter-family comet with an orbital period of ~ 6.5 years. This comet was a target of *EPOXI* mission (NASA), in which the comet was observed *in situ* from the Deep Impact spacecraft on UT 2010 November 4 (A' Hearn et al. 2011). To complement data from the *EPOXI* flyby, many observations from the ground-based and space observatories were conducted in various wavelength regimes before and after the *EPOXI* flyby (Meech et al. 2011).

Here we report the low-dispersion optical spectroscopic observations of comet Hartley 2 on UT 2010 November 4, just a few hours after the closest encounter (at 13:59 UT) of the spacecraft to the nucleus of comet Hartley 2. The observations were conducted with the LOSA/F2 spectrograph mounted on the 1.3m Araki telescope at Koyama Astronomical Observatory (in Kyoto Sangyo University, Kyoto, Japan) as a part of the ground-based support for the *EPOXI* mission. As discussed below, there are no other reports about the optical spectroscopic observations on the date of the *EPOXI* flyby.

Lara et al. (2011) reported their spectroscopic observations of comet Hartley 2 near perihelion (on UT 2010 Oct 27 and 29) using by the William Herschel Telescope (WHT) at La Palma Observatory. They reported that a production rate ratio $Q(C_2)/Q(CN) \sim 1.3$, a typical comet in terms of long-chain hydrocarbon abundance (A' Hearn et al. 1995). They also reported that the gas-to-dust mass ratio of Hartley 2 is $\sim 3-6$, including that the comet is gas-rich (A' Hearn et al. 1995). Spectro-photometric observations of cometary radicals observed in the optical wavelength region are also reported by Lara et al. (2011). Furthermore, Knight & Schleicher (2012) reported their long-term monitoring of the spectro-photometric observations of the comet Hartley 2 during its 2010 apparition. However, spectroscopic observations are more favored for removal of the dust-continuum in order to more accurately derive the gas production rates than the spectro-photometric (imaging or photomultiplier tube) observations, in which each molecular species and dust continuum were generally observed at different times.

2. Observations

Spectroscopic observations of comet Hartley 2 were conducted with the LOSA/F2

spectrograph mounted on the Araki telescope (D=1.3m, F/10) at Koyama Astronomical Observatory (in Kyoto Sangyo University, Kyoto, Japan). This spectrograph was developed at Koyama Astronomical Observatory in order to provide ground-based data that complement the *EPOXI* flyby data. The instrument can cover the optical wavelength region from 3800 to 7600 Å with $\Delta \lambda \sim 10$ Å for the slit size of 2.9 arcsec by 194 arcsec on the sky (1.03 arcsec/pixel) (Arai et al. 2012). The wavelength coverage was chosen to cover the violet band of CN (λ), C₃, C₂ (Swan bands), NH₂ (λ) and [OI] forbidden emission lines at 6300 and 6364 Å, simultaneously. Moreover, the spectral resolution ($\Delta \lambda \sim 10$ Å) was intended to extract [OI] emission lines (used as a proxy of the water production) in the NH₂ (0,8,0) complex around 6300 - 6364Å. The detector is the electric-cooled (with the assistance of chilled water) CCD camera equipped with the back-illuminated CCD chip (EEV CCD47-10; Q.E. is over 90% for 5000 - 6500 Å).

Optical low-dispersion spectroscopic observations of comet Hartley 2 were performed on UT 2010 November 4 during the *EPOXI* flyby (the heliocentric and geocentric distances were 1.064 AU and 0.156 AU, respectively). The sky conditions were photometric. The slit was placed such that the comet nucleus was centered in the slit and integrated for 300 s in each frame (three successive frames were taken as a sequence). Although we got a total of six sequences on the comet, one sequence was not available since a bright star was passing near the nucleus of comet Hartley 2. Therefore, we used the data taken in five sequences (4500 s as a total exposure time on source). Although the position angle of the slit was rotating on the sky during the observations (since the slit is physically fixed with respect to the telescope without an image de-rotator), the comet was always put on the center of the slit. We also observed spectrophotometric standard stars for the flux calibration (HR718, HR1544, and HR3454). Observing conditions are listed in Table 1. The wavelength calibration was performed using with emission spectra of the Fe-(Ne,Ar) hollow-cathode lamp specialized for low-dispersion spectroscopic observations in optical (emission lines from Ne and Ar gases are used as comparisons).

The data taken with the LOSA/F2 spectrograph were reduced using standard IRAF software routines (distributed from NOAO). Once the wavelength calibration was performed the raw data were dark-subtracted and flat-fielded for each image, then those images were combined and rectified for spatial and wavelength axes. One-dimensional spectra are extracted from those images. We performed flux calibration by comparing the observed spectra of the comet with those of standard stars. We also determined the monochromatic extinction coefficients during our observations based on the standard stars' spectra and we applied them to the comet spectra for more accurate flux calibration. The reduction process is described in greater detail in Arai et al. (2012).

Figure 1 shows the wavelength and flux calibrated spectral image of comet Hartley 2 taken on UT 2010 November 4, prior to subtraction of the sky background (e.g., Hg emissions

from city lights). The one-dimensional emission spectrum of comet Hartley 2 (inside the 2.9 arcsec x 82 arcsec) is shown in Figure 2. Sky subtraction was performed by using data from the region of the slit 41 - 62 arcsec off-nucleus. However, this region is not sufficiently far enough from the nucleus to be free of cometary emission (i.e., the comet filled the entrance slit), resulting in over-subtraction of the sky. We will correct this over-subtraction of comet signals when the gas production rates are calculated, as described in the following section. The reflected sunlight by cometary dust grains in the coma has also been subtracted in Figure 2. The subtraction was not rigorous due to the loss of the stellar flux in our slit. Even though efforts were made to correct for this loss, the absolute flux still carries approximately 30% error.

Please note that the flux determined in our observations is not absolutely so accurate but nicely accurate and reliable relatively. For example, accuracy of the absolute flux-calibration depends on the uncertainties of the observed flux for the spectro-photometric standard stars. Although we corrected the typical flux loss at the slit for the observations of standard stars (based on the spatial profile of the stars along the slit), the systematic errors for the flux-calibration are not well known (e.g., potential uncertainties originated in the change of transparency of the atmosphere due to passing clouds or hazes at the sky). Therefore, we would like to concentrate on the relative mixing ratios of gaseous species in the comet (derived from the reliable relative flux ratios as shown in the next section).

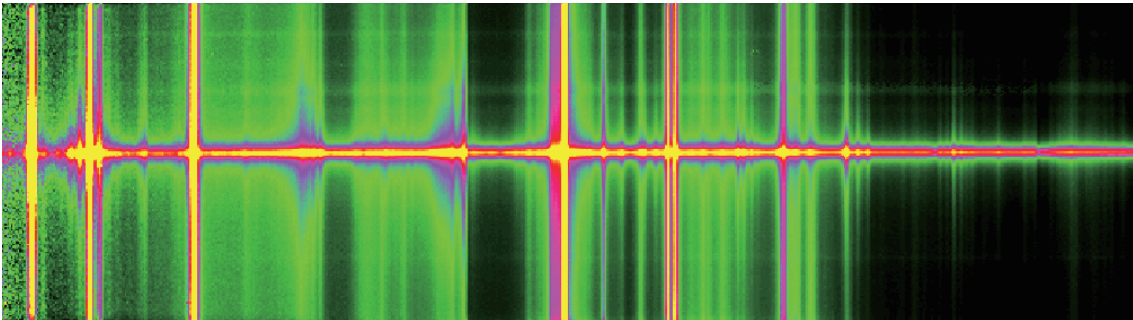


Figure 1: The 2-dimensional calibrated spectrum of comet Hartley 2 on UT 2010 November 4 (averaged for all exposures).

Table 1: Observational log.

UT Time on 2010 Nov.	Target name	Exposure time [s]	Remarks
14:26	HR718	2 s x 10	Standard star. (*1)
16:01	HR718	2 s x 5	Standard star.
16:05	HR1544	2 s x 5	Standard star. (*1)
16:31	Comet Hartley 2	300 s x 3	

17:05	Comet Hartley 2	300 s x 3	
17:23	HR3454	1 s x 7	Standard star.
17:39	HR1544	1 s x 5	Standard star.
17:43	Comet Hartley 2	300 s x 3	
18:17	Comet Hartley 2	300 s x 3	
18:37	HR3454	1 s x 5	Standard star.
18:52	HR1544	1 s x 5	Standard star.
18:54	Comet Hartley 2	300 s x 3	
19:34	Comet Hartley 2	300 s x 3	A bright star passing on comet.
19:51	HR3454	1s x 5	Standard star.
19:55	HR1544	1s x 5	Standard star.

(*1) Stars were not accurately on the slit. Therefore, we didn't use those observations for the flux calibration. The mean seeing size determined from the spatial profiles of the stars along the slit, was $\text{FWHM}=5.0\pm 0.2''$ at that night.

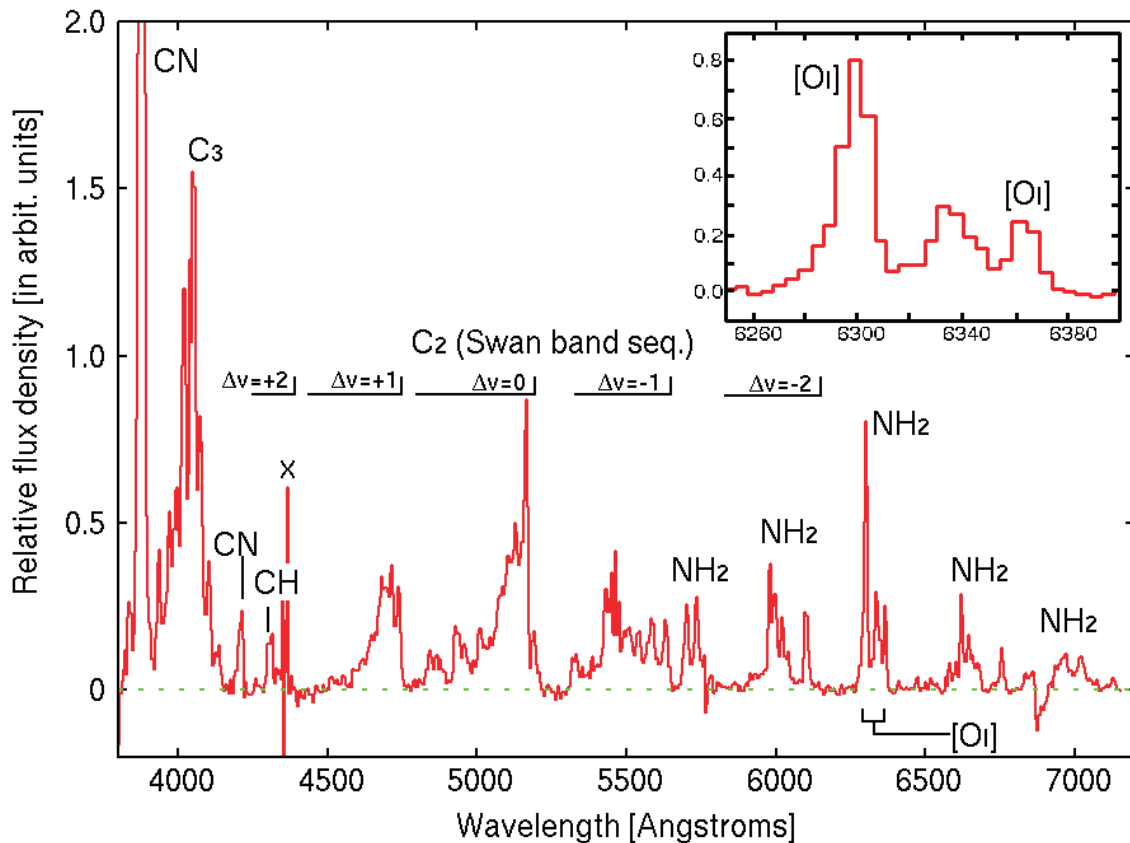


Figure 2: Flux- and wavelength-calibrated spectrum of comet Hartley 2 on November 4 (extracted from the aperture of $2.9'' \times 82''$, centered on the nucleus). The sky background and continuum component (reflected sunlight by cometary dust grains) have been removed. The violet system of CN at $\sim 3880 \text{ \AA}$ are most prominent and C₃, C₂ (Swan band), NH₂ bands and [OI] emission lines are recognized in the spectrum. The inset shows the spectrum around

6300 Å ([OI] emission lines and NH₂ (0, 8, 0) band). The “x” -mark shows the residual for the subtraction of Hg emission line at the sky. The emission band of CH is contaminated with the weak C₂ band and therefore it is hard to extract CH only.

3. Data Analysis and Results

We used the Haser model to determine the gas production rates in comet Hartley 2 (Haser et al. 1957). The scale lengths for radicals and their parents are taken from Fink (2009) for CN, C₂, and [OI] and from Cochran et al. (2012) for C₃. For NH₂ we estimated the Haser scale lengths based on the gas expansion velocity v_{exp} (assumed as 1 km s⁻¹) and photo-dissociation lifetime t for each species (Huebner et al. 1992). The physical scale length ($v_{\text{exp}} \times t$) is converted to the Haser scale length based on Combi & Delsemme (1980).

The Haser model is also used to correct the over-subtraction of comet signal in our analysis. Although we had subtracted the sky background spectrum (extracted from the region apart from the nucleus by 41” -62” , as described in the previous section) in order to extract one-dimensional cometary spectra, this process leads to the over-subtraction of comet signals. In order to compensate this over-subtraction, we estimated the brightness of the comet at the “sky background” region. This brightness multiplied by the area of “comet region” (2.9” x 82” at the sky) was subtracted from the signal collected within the “comet region” . Thus, we estimated how much comet signal was over-subtracted in our analysis based on the Haser model for the radical (and on the nominal brightness profile proportional to r^{-1} for dust continuum; r denotes the nucleocentric distance). Also, see Kanda et al. (2008) for the details of the correction. Regarding the contamination of [OI] at 6300 Å by a part of NH₂ (0, 8, 0) band emission we removed this contamination by assuming about 0.9 (or 0.1) of the flux of NH₂ (0, 8, 0) sub-peak at \sim 6330 Å could contaminate the measurement of [OI] emission line at 6300 Å (or 6364 Å). This factor of 0.9 is the same as used in Fink & Hicks (1996). We also determined the relative ratios of the red-doublet between 6300 and 6364 Å as 3.01-3.05, which are consistent with the theoretical value of 3.

Gas production rates of CN, C₃, C₂, and NH₂ are determined from the measured flux of CN ($\tilde{\text{B}}-\tilde{\text{X}}$, Dv=0), C₂ (Swan band, Dv=0), and NH₂ (0, 8, 0) bands. The gas production rate of H₂O is estimated based on the flux of [OI] emission at 6300Å by assuming that the photo-dissociation of H₂O contributed to the production of O(¹D) atoms that emit [OI] emission at 6300 and 6364 Å through the forbidden transitions. According to Bhardwaj & Raghuram (2012), the photo-dissociation of H₂O dominates the O(¹D) production in the coma (within 10⁴ km from the nucleus) and the contribution of other processes can be neglected except the photo-dissociation of CO₂ (later, we discuss about the contribution from CO₂).

The g-factors (fluorescence efficiencies) used in our analysis are taken from Cochran et al. (2012) for C₂ and C₃, and taken from Kawakita & Watanabe (2002) for NH₂. We used the g-factor of CN relevant to the heliocentric radial velocity of comet Hartley 2 on UT2010 November 4 (+2.4 km s⁻¹) based on Schleicher (2010).

Table 2 listed the measured fluxes and gas production rate ratios of CN, C₂ and NH₂. The mixing ratios of gaseous species “X” were calculated as gas production rate ratios; Q(X)/Q(H₂O). The relative fluxes measured in each observation are considered to be more accurate than the absolute flux since the systematic error caused by the flux calibrations were canceled for the relative values. We also measured the continuum flux at 5250 and 6250 Å where there are no significant molecular emission lines. The slope of dust color was 13+/-1% / 1000 Å based on *Afr* [cm] values (A’ Hearn et al. 1984) at 5250 and 6250 Å.

Table 2: Measurements and mixing ratios of gaseous species.

Radical	Relative flux ^(*1,2)	Mixing ratios [%] ^(*2,3)	Remark
CN	14.6+/-1.0	0.25+/-0.02	$\tilde{\text{B}}-\tilde{\text{X}}$ (D _v =0)
C ₃	15.1+/-0.8	0.03+/-0.01	C ₃ (4030Å group)
C ₂	10.7+/-0.5	0.31+/-0.01	Swan band (D _v =0)
NH ₂	1.6+/-0.1	0.57+/-0.03	$\tilde{\text{A}}-\tilde{\text{X}}$ (0, 8, 0)

*1) Relative flux with respect to the flux of [OI] at 6300 Å. All measurements were within the 2.9” x 82” aperture centered on the nucleus (+/-4600 km by +/-330 km from the nucleus). Flux of [OI] at 6300 Å is estimated as (2.6+/-0.8)x10⁻¹³ [ergs cm⁻² s⁻¹] without systematic errors.

*2) Errors are +/-1s levels as random errors.

*3) These are gas production rate ratios of Q(X) / Q(H₂O) for the species “X”. Q(H₂O) is estimated as (1.8+/-0.6)x10²⁸ [molecules s⁻¹] without systematic errors.

4. DISCUSSION

We reported the gas production rate ratios and the slope of dust color of comet Hartley 2 on UT 2010 November 4 based on optical low-dispersion spectra. The production rates for individual species are not reliable compared with the mixing ratios (production rate ratios) due to uncertainties for the absolute flux-calibrations. Therefore, we concentrate on the mixing ratios for comparisons with other studies, rather than the absolute gas production rates.

Low-dispersion spectra in optical were also taken by Lara et al. (2011) on UT 2010 October 27 and 29 before the *EPOXI* flyby. Table 3 listed our results with other observations for comparison. Our results are consistent with those by A’ Hearn et al. (1995) in the 1991 apparition of comet Hartley 2. The results by Fink (2009) in the 1998 apparition are also

consistent with our results. However, the results reported by Lara et al. (2011) were much smaller than our results although our and their observations were performed in the same apparition with a difference in observational date of several days. We note that Lara et al. (2011) used $Q(\text{OH})$ that was not determined from their observations of radicals at the same night. Absolute flux-calibration for their observations of CN, C_2 and C_3 might be not reliable (i.e., by systematic errors) although the relative ratios between the fluxes obtained simultaneously are more accurate. If we calculate $Q(C_2)/Q(\text{CN})$ and $Q(C_3)/Q(\text{CN})$ ratios, those ratios for different observations are consistent as listed in Table 4. The mixing ratios listed in Table 3 and 4 put the comet Hartley 2 as chemically normal group (not depleted in carbon-chain molecules as the most Jupiter-family comets) (A' Hearn et al. 1995).

Table 3: Comparisons with other measurements.

Observations	Mixing ratio with respect to H_2O [%]			
	CN	C_3	C_2	NH_2 (or $\text{NH}^{(*2)}$)
This work	0.25 \pm 0.02	0.03 \pm 0.01	0.31 \pm 0.01	0.57 \pm 0.03
A' Hearn et al. (1995) ^(*1)	0.30 \pm 0.02	0.02 \pm 0.01	0.37 \pm 0.01	0.57 \pm 0.02
Fink (2009)	0.20 \pm 0.04	---	0.26 \pm 0.05	0.79 \pm 0.14 ^(*3)
Lara et al. (2011) ^(*1)	0.05	0.005	0.07	---

(*1) $Q(\text{H}_2\text{O})$ is estimated from the relationship of $Q(\text{OH}) = 0.85 \times Q(\text{H}_2\text{O})$.

(*2) $Q(\text{NH})$ is referred for A' Hearn et al. (1995).

(*3) The g-factor of NH_2 was converted to that used in this work.

Table 4: Comparisons in the mixing ratios with CN.

Observations	C_2/CN	C_3/CN
This work	1.24	0.12
A' Hearn et al. (1995)	1.23	0.08
Fink (2009)	1.30	---
Lara et al. (2011)	1.38	0.11

As pointed out in the previous section, although our observations are reliable for relative flux ratios, the absolute flux-calibration might be not accurate. Therefore, direct comparison of absolute production rates with other observations might be difficult. The water production rates of comet Hartley 2 were reported by several groups (Crovisier et al. 2012 and references therein). Especially, on UT2010 November 4, Meech et al. (2011) and Dello Russo et al. (2011) reported $Q(\text{H}_2\text{O}) = 1.2 \times 10^{28}$ and $0.77\text{--}1.57 \times 10^{28}$ molecules s^{-1} .

¹, respectively. As summarized by Crovisier et al. (2012), $Q(\text{H}_2\text{O})$ of comet Hartley 2 was about $\sim 1 \times 10^{28}$ (in the range of $0.65\text{--}1.9 \times 10^{28}$) molecules s^{-1} at the time close to the *EPOXI* flyby. Thus, our $Q(\text{H}_2\text{O})$ might be consistent with other observations even with large uncertainty in our case.

Here we note that $Q(\text{H}_2\text{O})$ determined in our study might be over-estimated by the contribution of CO_2 to the $\text{O}(^1\text{D})$ production in the coma. As reported by A' Hearn et al. (2011) and Weaver et al. (2011), comet Hartley 2 was enriched in CO_2 (10-20% w.r.t. water) but very depleted in CO (0.15-0.45% w.r.t. water). Based on Bhardwaj & Raghuram (2012), CO_2 and CO also can contribute to produce $\text{O}(^1\text{D})$ atoms in the coma by their photo-dissociation reactions by solar UV radiation. Basically CO_2 can produce $\text{O}(^1\text{D})$ very efficiently and comet Hartley 2 was depleted in CO but enriched in CO_2 , the major source of $\text{O}(^1\text{D})$ atoms in the coma is both H_2O and CO_2 in comet Hartley 2. Since the slit used in our observations corresponded to ± 4600 km by ± 330 km from the nucleus and these spatial distances were shorter than the traveling distances of H_2O and CO_2 before their photo-dissociations (Huebner et al. 1992), the brightness profiles for both H_2O and CO_2 are approximated by the r^{-1} -profile (r denotes the nucleocentric distance) within the slit. If we assume $\text{CO}_2/\text{H}_2\text{O} = 0.20$, the production rate of $\text{O}(^1\text{D})$ from CO_2 and H_2O would be in the ratio of 0.28:0.72 within the slit based on the relevant photo-dissociation reaction rates (Bhardwaj & Raghuram 2012). Here we also include the contribution of $\text{O}(^1\text{S})$ via radiative decay from $\text{O}(^1\text{S})$ to $\text{O}(^1\text{D})$. In this case, $Q(\text{H}_2\text{O})$ would be reduced by a factor of 0.7 for our observations (and similarly reduced by a factor of 0.8 for $\text{CO}_2/\text{H}_2\text{O} = 0.10$).

We discuss about the mixing ratios of CN, C_2 , C_3 , and NH_2 with respect to H_2O in the following part. The ratios are based on the relative flux of each radical relative to [OI] emission, and the errors are considered relatively smaller than the absolute gas production rates.

For CN radicals, our results show $Q(\text{CN})/Q(\text{H}_2\text{O}) \sim 0.25 \pm 0.02$ while $Q(\text{HCN})/Q(\text{H}_2\text{O}) \sim 0.25\%$ determined from NIR spectroscopic observations during the *EPOXI* flyby (Dello Russo et al. 2011). Because the branching ratio of photo-dissociation reaction from HCN to CN is 97% according to Huebner et al. 1992), those results seem to be consistent with each other.

However, if we consider the additional contribution of CO_2 to [OI] emission, the $\text{CN}/\text{H}_2\text{O}$ was slightly higher than $\text{HCN}/\text{H}_2\text{O}$ in comet Hartley 2. In previous studies, $Q(\text{HCN})$ determined in NIR and $Q(\text{CN})$ determined in optical are sometimes different from each other in a comet (e.g., Kobayashi et al. 2010, Bonev et al. 2008). This discrepancy might be caused by the additional source of CN in the coma (likely to be refractory organic grains). Other possibility is the temporal variation of the coma morphology. As reported by Knight & Schleicher (2012), the spiral jets (like side-viewed cork screw at the *EPOXI* flyby) were seen in the coma of comet Hartley 2. Since the coma morphology was changing as the nucleus rotated and the P.A. of slit in our observations was also changing on the sky, the sampled

region in the coma by the spectrograph changed during our observations.

In the case of C_2 , its parent (or grand-parent) is still unclear. The C_2/H_2O ratio of 0.31% obtained in our study is much higher than the mixing ratio of possible parent C_2H_2 on November 4 ($C_2H_2/H_2O \sim 0.15\%$, from Dello Russo et al. 2011). Mumma et al. (2011) also reported C_2H_2/H_2O ratios as 0.08 - 0.11% during their observations from October to November. Thus, the additional source of C_2 in addition to C_2H_2 in the coma was required to explain the discrepancy between C_2/H_2O and C_2H_2/H_2O .

In contrast with C_2 , our results for NH_2 ($NH_2/H_2O=0.57\%$) is consistent with $NH_3/H_2O=0.5-0.8\%$ on November 4 (Dello Russo et al. 2011) and the branching ratio of 96 % for the photo-dissociation reaction of NH_3 to $NH_2 + H$ by the solar UV radiation (Huebner et al. 1992). Mumma et al. (2011) also reported NH_3/H_2O in October and November, 0.44-0.94%. This result supports the hypothesis that NH_3 is a solo-parent of NH_2 in coma (Kawakita & Mumma 2011, Kawakita & Watanabe 1998).

Finally we discuss about dust properties in comet Hartley 2. The slope of dust color was $\sim 13\% / 1000 \text{ \AA}$ in our analysis for the aperture of $82'' \times 2.9''$ ($\pm 4600 \text{ km}$ by $\pm 330 \text{ km}$ from the nucleus at the comet). This value seems to be within the range of normal comets ($\sim 10-20\% / 1000 \text{ \AA}$). On the other hand, Lara et al. (2011) reported that the dust color slope was $\sim 24\% / 1000 \text{ \AA}$ for the circular aperture of $\sim 500 \text{ km}$ in radius and also reported that the color was bluer for larger nucleocentric distances. Lower color slope of dust continuum might be caused by the bluer continuum at further distances from the nucleus. Alternatively, gaseous emission lines in the wavelength region of "RC" filter (used to determine the dust color slope in Lara et al., 2011) could increase the slope. Actually, we could recognize emission in the wavelength region of "RC" filter in our spectra.

Dust-to-gas mass ratio in comet Hartley 2 is evaluated by the following formula;

$$\log_{10} (M_{dust} / M_{gas}) = \log_{10} \left(\frac{Afr\rho}{Q(OH)} \right) + 25.4$$

as mentioned in A' Hearn et al. (1995). If we assume $Q(OH) = Q(H_2O) \times 0.85$, the dust-to-gas mass ratio in comet Hartley 2 was ~ 0.1 that is indicative of a gas-rich comet. This mass ratio is slightly different from that determined in Lara et al. (2011) since the Afr value depends on the aperture size. However, we point out the limitation of this method to derive the dust to gas mass ratio in comet. Larger size dust particles are much more essential to determine the total mass of dust particles. Bockelee-Morvan et al. (2011) reported the dust-to-gas mass ratio of 1.5 to 2 based on their far-infrared observations.

As summary, comet Hartley 2 during the *EPOXI* flyby on UT 2010 November 4 exhibited the chemistry as a normal comet from the optical spectroscopy. This conclusion is consistent with other studies in optical (e.g., A' Hearn et al. 1995; Fink (2009); Lara et al. 2011;

Knight & Schleicher 2012). Additional source(s) for C₂ might be present except C₂H₂. Also from the viewpoint of dust properties (the slope of dust color), this comet is considered as typical.

REFERENCES

- A' Hearn, M. F., et al. 2011. EPOXI at Comet Hartley 2. *Science* 332, 1396-1400.
- 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.
- A' Hearn, M. F., Schleicher, D. G., Millis, R. L., Feldman, P. D., Thompson, D. T. 1984. Comet Bowell 1980b. *Astron. J.* 89, 579-591.
- Arai, A., et al. 2012, in prep.
- Bhardwaj, A. & Raghuram, S. 2011. A Coupled Chemistry-emission Model for Atomic Oxygen Green and Red-doublet Emissions in the Comet C/1996 B2 Hyakutake. *Astrophys. J.* 748, 13.
- Bonev, B. P., Mumma, M. J., Radeva, Y. L., DiSanti, M. A., Gibb, E. L., Villanueva, G. L. 2008. The Peculiar Volatile Composition of Comet 8P/Tuttle: A Contact Binary of Chemically Distinct Cometesimals? *Astronophys. J.* 680, L61-L64.
- Bhardwaj, A., Raghuram, S. 2012. A Coupled Chemistry-emission Model for Atomic Oxygen Green and Red-doublet Emissions in the Comet C/1996 B2 Hyakutake. *Astrophys. J.* 748, id 13 (18pp).
- Bockelee-Morvan, D., et al. 2011. Herschel PACS and SPIRE observations of comet 103P/Hartley 2. EPSC Abstracts Vol. 6, EPSC-DPS2011-231-1, 2011 EPSC-DPS Joint Meeting 2011.
- Cochran, A. L., Barker, E. S., Gray, C. L. 2012. Thirty years of cometary spectroscopy from McDonald Observatory. *Icarus* 218, 144-168.
- Combi, M. R., Delsemme, A. H. 1980. Neutral cometary atmospheres. I - an average random walk model for photodissociation in comets. *Astrophys. J.* 237, 633-640.
- Crovisier, J. Colom, P., Biver, N., Bockelee-Morvan, D., Boissier, J. 2012. Observations of the 18-cm OH lines of comet 103P/Hartley 2 at Nancay in support fo the EPOXI and Herschel missions. *Icarus* (in press).
- Dello Russo, N., et al. 2011. The Volatile Composition and Activity of Comet 103P/Hartley 2 During the EPOXI Closest Approach. *Astronophys. J.* 734, L8.
- Fink, U., Hicks, M.D., 1996. A survey of 39 comets using CCD spectroscopy. *Astrophys. J.* 459, 729-743.
- Fink, U. 2009. A taxonomic survey of comet composition 1985-2004 using CCD spectroscopy.

- Icarus 201, 311-334.
- Haser, L., 1957. Distribution d' intensite dans la tete d' une comete. Bull. Acad. R. Belg., Cl. Sci. Ser. 5 43, 740-750.
- Huebner, W. F., Keady, J. J., Lyon, S. P. 1992. Solar photo rates for planetary atmospheres and atmospheric pollutants. *Astrophys. Space Sci.* 195, 1-289, 291-294.
- Kanda, Y., Mori, A., Kobayashi, H., Kawakita, H. 2008. Optical Spectroscopic Observations of Comet 73P/Schwassmann-Wachmann 3. *Pub. Astron. Soc. Japan* 60, 1191-1198.
- Kawakita, H., Mumma, M. J. 2011. Fluorescence Excitation Models of Ammonia and Amidogen Radical (NH₂) in Comets: Application to Comet C/2004 Q2 (Machholz). *Astrophys. J.* 727, 91.
- Kawakita, H., Watanabe, J. 2002. Revised Fluorescence Efficiencies of Cometary NH₂: Ammonia Abundance in Comets. *Astrophys. J.* 572, L177-L180.
- Kawakita, H., Watanabe, J. 1998. NH₂ and Its Parent Molecule in the Inner Coma of Comet Hyakutake (C/1996 B2). *Astrophys. J.* 495, 946-950.
- Knight, M. M. & Schleicher, D. G. 2012, The Highly Unusual Outgassing of Comet 103P/Hartley 2 from Narrowband Photometry and Imaging of the Coma. *Icarus* (in press).
- Kobayashi, H., et al. 2010. High-dispersion infrared spectroscopic observations of comet 8P/Tuttle with VLT/CRIRES. *Astron. Astrophys.* 509, A80.
- Lara, L. M., Lin, Z.-Y., Meech, K. 2011. Comet 103P/Hartley 2 at perihelion: gas and dust activity. *Astron. Astrophys.* 532, A87.
- Meech, K. J., et al. 2011. EPOXI: Comet 103P/Hartley 2 Observations from a Worldwide Campaign. *Astrophys. J.* 734, 1.
- Schleicher, D. G. 2010. The Fluorescence Efficiencies of the CN Violet Bands in Comets. *Astron. J.* 140, 973-984.
- Weaver, H. A.; Feldman, P. D.; A'Hearn, M. F.; Dello Russo, N.; Stern, S. A. 2011. The Carbon Monoxide Abundance in Comet 103P/Hartley 2 During the EPOXI Flyby. *Astrophys. J.* 734, L5.

KeckII 望遠鏡での NASA/EPOXI 彗星探査ミッション支援:

Hartley 第二彗星の近赤外線高分散分光観測

1. Introduction

Comet 103P/Hartley 2 (hereafter Hartley 2) is a Jupiter family comet that probably originates in the Kuiper-belt region based on its orbital elements. The 2010 apparition of the comet provided the best observing conditions for Hartley 2 to date as the comet passed within 0.12 AU of the Earth (the comet reached its perigee on UT 2010 Oct 20). Hartley 2 was also the target of the *NASA EPOXI* mission (A' Hearn et al. 2011), and these favorable observing conditions allowed supporting observations from many ground-based observatories and satellites (Meech et al. 2011). Physical and chemical properties obtained from the remote observations can be directly compared with those obtained from in situ measurements. Near-infrared spectroscopic observations from ground-based observatories were especially important because the *EPOXI* spacecraft has only low-dispersion spectroscopic capability and many emission lines from different kinds of organic volatiles in the near-infrared could not be detected or resolved by the infrared spectrometer on the spacecraft (A' Hearn et al. 2011).

We conducted the high-dispersion infrared spectroscopic observations of comet Hartley 2 on four dates before and at the *EPOXI* encounter to the comet (Table 1). We have previously reported some results on two dates (Dello Russo et al. 2010, 2011). Dello Russo et al. (2011) concentrated on the measurements for the observations on the date of the *EPOXI* flyby (on UT 2010 Nov 4). Dello Russo et al. (2010) also reported the volatile chemistry of the comet Hartley 2 on UT 2010 Sep 16, when the comet was farther from the Earth and Sun. Here we focus on the observations performed near the closest approach of the comet to the Earth (UT 2010 Oct 17 and 21). The close approach of the comet to Earth allowed observations of the comet with high spatial resolution, so we discuss the spatial distributions of parent volatiles in the coma of Hartley 2. Multiple strong lines of several parent volatiles were detected enabling the determination of molecular production rates. We summarize the chemistry of parent volatiles in comet Hartley 2 based on our observations. Long-term spectroscopic monitoring observations of comet Hartley 2 in near-infrared were also performed by Mumma et al. (2011) from UT 2010 Sep 18 to UT 2010 Dec 17. Therefore, the comparison between their results and ours may show the temporal change of the chemistry in the coma of comet Hartley 2.

2. Observations

We measured the volatile composition of Hartley 2 on multiple nights using the Near-Infrared Spectrometer (NIRSPEC) at the Keck II telescope on Mauna Kea, Hawaii (McLean et al. 1998). Table 1 lists the heliocentric and geocentric distances of the comet and the velocity relative to the telescope during the observations. For our observations of Hartley 2 we used a 24×0.432 arcsec slit, giving a spectral resolving power of $\sim 25,000$. Our observations covered the wavelength range where many emission lines of parent volatiles (H_2O , CH_3OH , C_2H_6 , C_2H_2 , NH_3 , HCN , and H_2CO) are present. The comet was put on the slit at different positions (A and B) and spectra were acquired using the sequence of four scans (ABBA) with an integration time of one-minute per scan. During a sequence the telescope was nodded by 12 arcsec between A- and B-positions on the slit. Integration time for each scan was 60 sec and totally 4 minutes on source for a single ABBA sequence. We also observed photometric standard stars for the flux calibration (Table 1) with the scan sequence as the comet but using a wider slit, 24×0.720 arcsec. Generally three grating settings were chosen to cover the emission lines from various molecular species for each date and the position angle (P.A.) of the slit was physically fixed on UT Sep 16, Oct 17 and 21 during the observations for each grating setting. On the other hand, on UT Nov 4 the slit P.A. was fixed on the sky (Dello Russo et al. 2011).

Table 1: Observational conditions.

UT Date (2010)	Heliocentric distance: r [AU]	Geocentric distance: D [AU]	D-dot [km/s]	Sun→ Comet P. A. [deg.]	Std. star	Remarks
Sep 16	1.20	0.28	-12	174	HR8143	Dello Russo et al. (2010)
Oct 17	1.07	0.12	-2.5	245	HR1641	
Oct 21	1.06	0.12	+0.16	259	HR1641	
Nov 4	1.06	0.16	+6.6	284	HR1552 HR2421	Dello Russo et al. (2011)

Table 2: Observations on UT 2010 Oct 17 and 21.

On UT 2010 Oct 17				
Setting name	Time interval UT	Time on-source	Slit P. A. [deg.]	Parent volatiles ^{*2}
KL1	08:59–10:35	60 min.	222–217	H ₂ O, C ₂ H ₆ , CH ₃ OH, NH ₃
KL2	11:15–13:09	60 min.	213–177	H ₂ O, HCN, C ₂ H ₂ , NH ₃
KL3	13:27–14:17 ^{*1}	32 min.	168–141	H ₂ O, HCN, C ₂ H ₂ , NH ₃ , H ₂ CO
On UT 2010 Oct 21				
KL6A	10:36–11:15	20 min.	135–136	H ₂ O, C ₂ H ₆ , CH ₃ OH, NH ₃
KL7A	11:17–12:02	28 min.	136–132	H ₂ O, HCN, C ₂ H ₂ , NH ₃ , H ₂ CO
KL4	12:17–13:33	48 min.	131–106	H ₂ O, HCN, NH ₃ , H ₂ CO
KL7B	14:15–15:05	32 min.	73– 39	H ₂ O, HCN, C ₂ H ₂ , NH ₃ , H ₂ CO,
KL6B	15:12–15:38	20 min.	103– 89	H ₂ O, C ₂ H ₆ , CH ₃ OH, NH ₃

(*1) It was not photometric for the end of this setting and the standard star was observed through cirrus clouds.

(*2) In our observations, H₂O hot-bands (101-001, 101-100, 200-100, 200-001, 111-110, 110-010, and etc.), C₂H₆ n₇ band, CH₃OH n₃ band, HCN n₃ band, C₂H₂ n₃ and (n₂ + n₄ + n₅) bands, NH₃ n₁ band, and H₂CO n₁ band are sampled. Although emission lines belonging to C₂H₆ n₅ band and CH₃OH (unknown band) around 2900 cm⁻¹ were also detected with the KL2, KL3, KL4, and KL7A/B settings, we didn't use these lines to derive gas production rates.

3. Results

Two-dimensional echelle spectra images representing the difference of A and B frames (A - B) are shown in Figure 1. Data were reduced by the usual procedures described elsewhere (e.g., Kawakita & Kobayashi 2009). Each order within the echelle spectrum is processed individually. Single-order spectral images were flat-fielded, cleaned of hot and dead pixels, rectified and wavelength-calibrated based on the sky emission lines (Figure 2). After extracting one-dimensional spectra of the comet and standard stars from the images, we flux-calibrated the comet spectra by comparing them with the spectra of standard stars. Finally we obtained one-dimensional flux-calibrated emission spectra of comet Hartley 2 by subtracting their continuum components synthesized with the modeled transmittance of the telluric atmosphere (by using the LBLRTM code). Figure 3 shows four emission (residual) spectra of Hartley 2. Each spectrum represents a single order within an echelle setting and shows many volatile emission lines from several species. We have measured the flux for each individual emission line to determine the gas production rates of each detected parent molecule (Table 3). Each strong emission line shows a spatial distribution or extent along the slit (see emission lines in Figs. 1, 2), and the flux of all lines from a single

molecule within a grating setting were summed to produce the overall spatial distribution for a particular molecule. The spatial distributions of molecules along the slit as extracted from the two-dimensional images are shown in Figure 4.

In order to extract gas production rates, we used the isotropic coma model (a single-generation Haser model) with a constant expansion velocity. Photo-dissociation lifetimes for the parent volatiles were taken from Huebner et al. (1992) with the scaling law of r^2 for the heliocentric distance of r [AU]. The expansion velocity of the gas is assumed to be $0.8/r^{0.5}$ km s⁻¹ (e.g., Dello Russo et al. 2011). The fluorescence efficiencies (g-factors) of the molecules were calculated based on the HITRAN-2008 database (Rothman et al. 2009) and the fluorescent excitation models. For water we have developed the model for hot-bands in near-infrared basically based on Dello Russo et al. (2000) and modified by Kawakita & Kobayashi (2009). For HCN, C₂H₂, C₂H₆ and H₂CO, we employed simple fluorescent excitation model for the fundamental vibrational bands by the solar radiation field. We used Einstein's A coefficients and energy levels listed in the HITRAN-2008 database and its updates for HCN, C₂H₂, and H₂CO molecules while we used the updated line atlas for C₂H₆ (Villanueva et al. 2011). In the case of NH₃, we used the g-factors calculated based on Kawakita & Mumma (2011), in which both the fundamental bands and hot-bands of NH₃ are considered. The g-factor of CH₃OH for the n₃ Q-branch is the same as those used in Dello Russo et al. (2011). The high-dispersion solar spectrum in the near-infrared wavelength region is synthesized from the observed and modeled spectra (Hase et al. 2010; Krucz 2005). This spectrum is used to calculate the pumping rates from the ground state to the upper excited levels. We fit the observed emission lines of each molecular species with the fluorescence excitation model using least-c² technique.

Table 4 lists the mixing ratios of parent volatiles with respect to water as gas production rate ratios observed on UT Oct 17 and 21. These numbers are calculated from the nucleus-centered Q_s based on the flux measured within the aperture (1.69 x 0.432 arcsec) centered on the nucleus, and also based on the growth factors obtained from the Q -curve analysis (Dello Russo et al. 1998; DiSanti & Mumma 2008). The growth factors are also listed in Table 4. Each growth factor is determined as the average for both sides of the nucleus along the slit, which is generally a good approximation (Xie and Mumma 1996).

As summarized in Figure 4, the spatial brightness profiles along the slit for the parent volatiles are not symmetric with respect to the center of coma and these facts mean that comet Hartley 2 had non-spherical coma on Oct 17 and 21. The asymmetry is quite strong in some cases (e.g., C₂H₆ on UT Oct 17). Different parent volatiles sometimes exhibited different distributions. For example, in Figure 4(a) for the data taken on Oct 17, C₂H₆ gas was extended in the solar direction while H₂O gas was extended in the anti-solar direction at the same time (the slit was put nearly in parallel to the sun-comet line during the observations). Those parent volatiles exhibited quite asymmetric distributions but

were extended in the opposite directions in some cases. Thus, applying the spherical coma model to the observations could result in significant errors in gas production rates. The influence of the simple coma model on determining mixing ratios of volatiles will be discussed more in the next section.

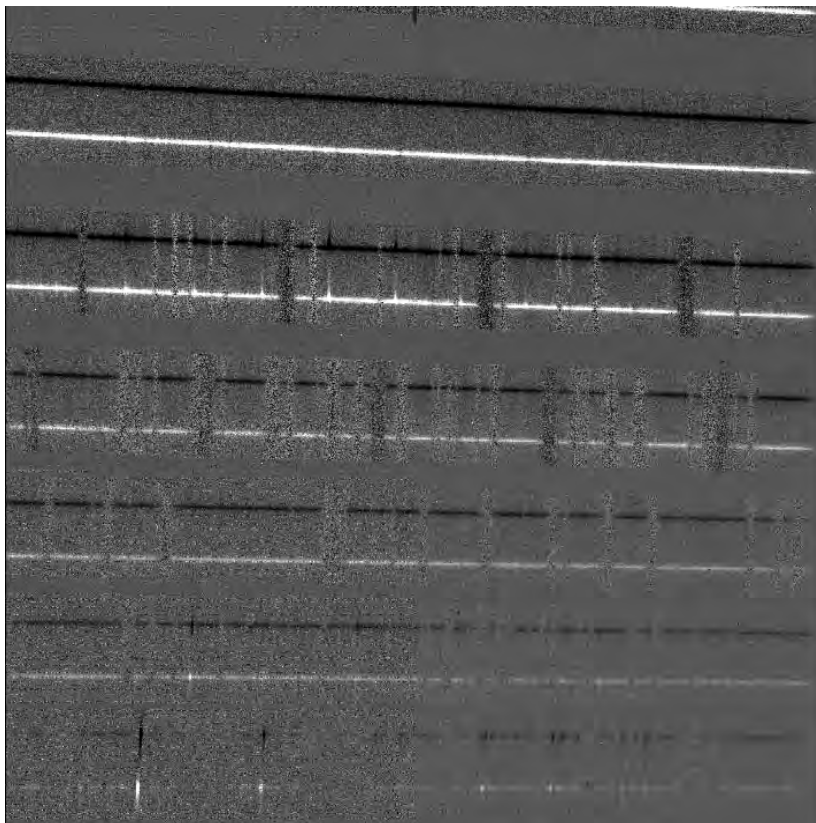


Figure 1: This is an example of a NIRSPEC echelle spectrum taken on UT 2010 Oct 17 with the grating setting of KL1.

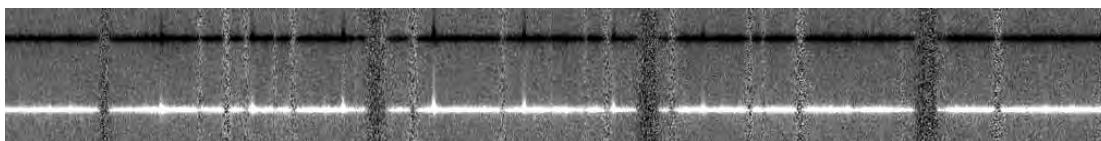
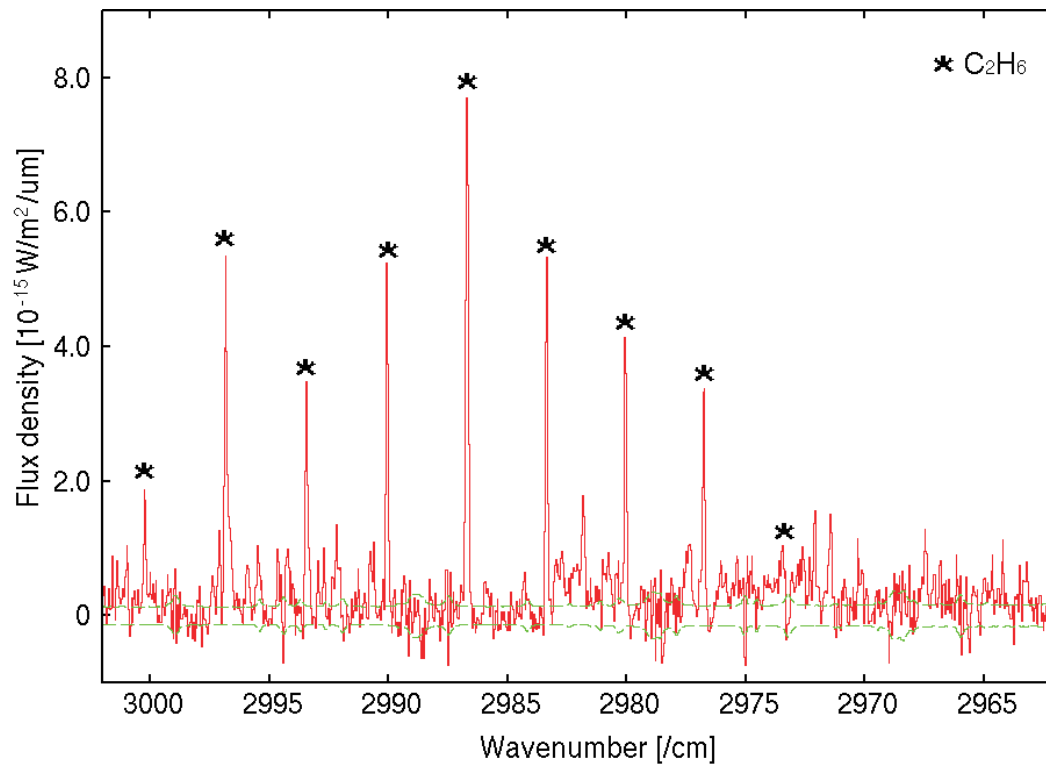
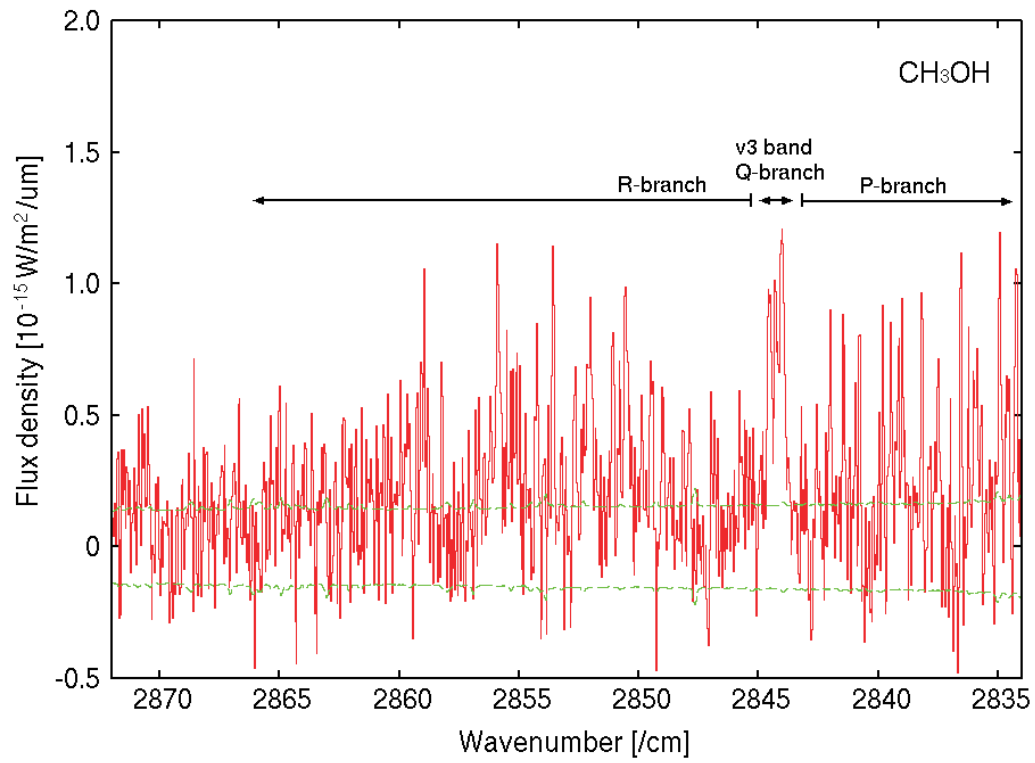


Figure 2: This is an example of a geometrically rectified spectrum from a single echelle order (#23). Prominent emission lines from C_2H_6 are recognized. The spatial distribution of C_2H_6 emission line is clearly asymmetric along the slit.



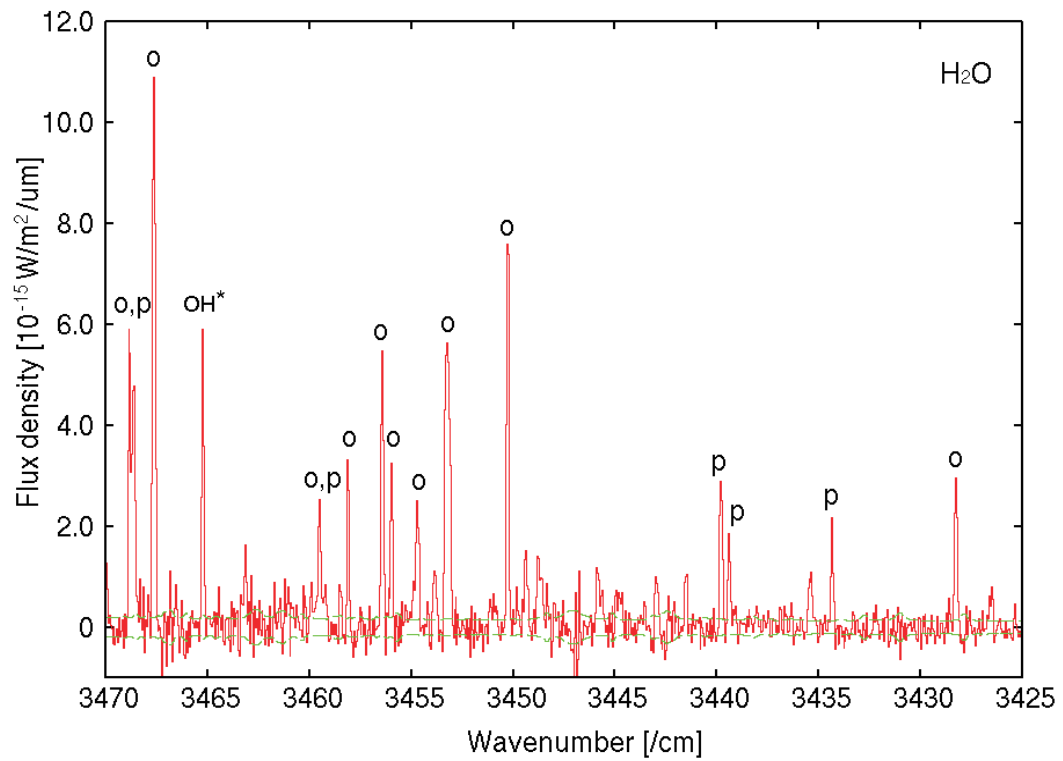
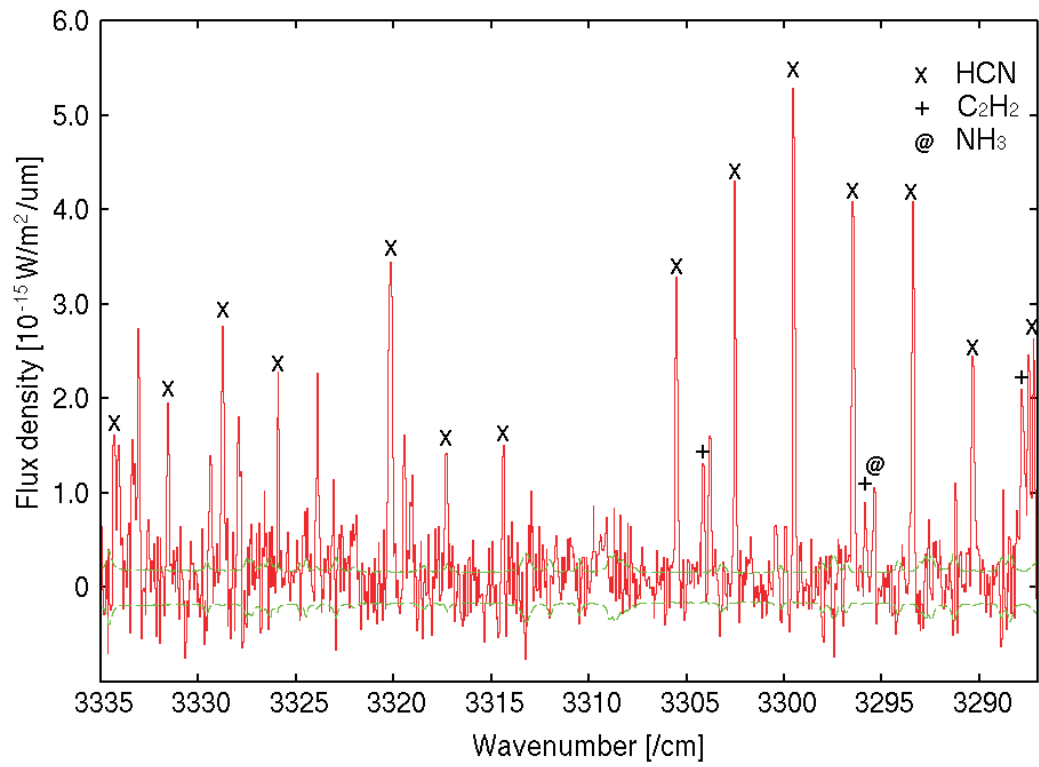


Figure 3: Selected emission spectra of comet Hartley 2 on UT 2010 Oct 17.

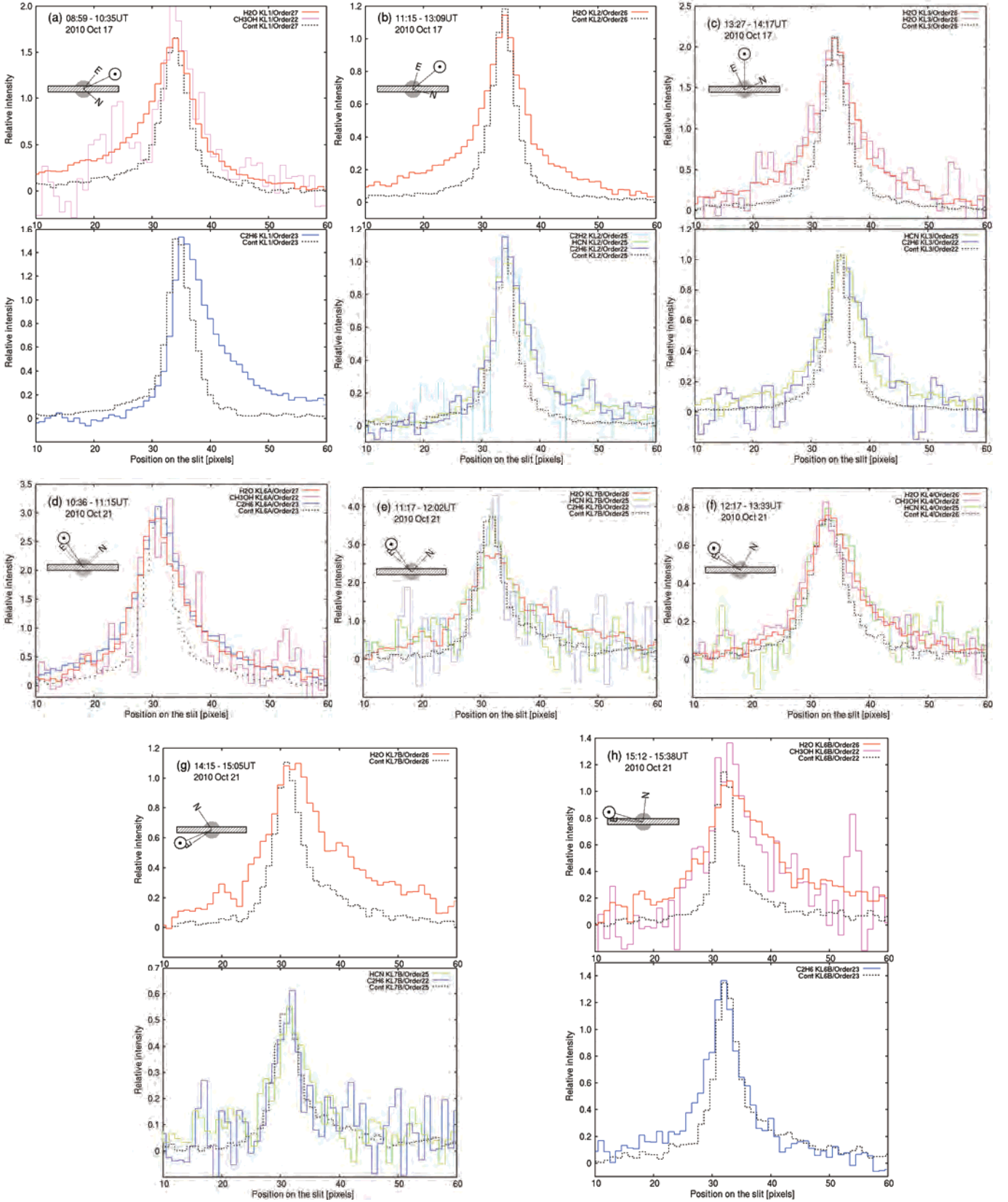


Figure 4: Spatial brightness profiles of volatiles along the slit compared with the spatial profile of dust continuum. Panels (a)-(c) are from the data on UT 2010 Oct 17 (with KL1, KL2, and KL3 settings, respectively). Panels (d)-(h) are from the data on UT 2010 Oct 21

(with KL6A, KL7A, KL4, KL7B, and KL6B settings, respectively). Solid lines are red for H₂O, blue for C₂H₆, green for HCN, and sky-blue for C₂H₂ while dotted lines are for continuum.

Table 3: Measurements of emission lines.

Wavenumber [cm ⁻¹]	g-factor [W/molecule]	Flux [W/m ²]	Error [W/m ²]	Line assignment
On UT 2010 October 17				
H ₂ O/KL1: T _{rot} =73K, OPR=3.07				
3517.70	1.70E-27	1.64E-19	1.51E-20	X(1, 0, 1) 2 2 1--X(1, 0, 0) 3 2 2
				X(1, 1, 1) 2 2 0--X(0, 1, 1) 2 1 1
3514.41	4.44E-26	2.57E-18	1.54E-20	X(1, 0, 1) 2 1 1--X(1, 0, 0) 3 1 2
3507.27	1.36E-26	8.15E-19	1.47E-20	X(1, 0, 1) 3 0 3--X(1, 0, 0) 4 0 4
3494.26	8.66E-27	5.33E-19	1.59E-20	X(1, 0, 1) 3 2 2--X(1, 0, 0) 4 2 3

Table 4: Gas production rates and mixing ratios of comet Hartley 2.

Molecule	Rotational temperature ^(*1)	Growth factor (^{*1})	Mixing ratio (H ₂ O=100)	Spatial brightness profile along the slit
UT 2010 Oct 17 (KL1) / $Q(\text{H}_2\text{O}) = (7.6 \pm 0.3) \times 10^{27} \text{ [s}^{-1}\text{]}$				
H ₂ O	73 +/-4 K 3.07 +0.26/-0.24	2.2	100	Asymmetric
CH ₃ OH	(70 K)	(2.2)	1.46 +/-0.08	Similar to H ₂ O
C ₂ H ₆	66 +12/-8 K	2.0	0.81 +/-0.05	Asymmetric but different from H ₂ O
NH ₃	(70 K)	(2.2)	0.72 +/-0.19	
UT 2010 Oct 17 (KL2) / $Q(\text{H}_2\text{O}) = (1.06 \pm 0.04) \times 10^{28} \text{ [s}^{-1}\text{]}$				
H ₂ O	72 +4/-5 K 2.56 +0.28/-0.19	2.2	100	Symmetric
HCN	68 +/-5 K	1.5	0.23 +/-0.01	Asymmetric
C ₂ H ₂	(70 K)	(1.5)	0.08 +/-0.01	Similar to HCN
NH ₃	(70 K)	(2.2)	0.74 +/-0.13	
UT 2010 Oct 17 (KL3) / $Q(\text{H}_2\text{O}) = (1.62 \pm 0.06) \times 10^{28} \text{ [s}^{-1}\text{]}$ (^{*2})				
H ₂ O	81 +3/-2 K 3.06 +0.50/-0.42	2.1	100	Asymmetric
HCN	70 +/-4 K	1.8	0.28 +/-0.01	Symmetric
C ₂ H ₂	(80 K)	(1.8)	0.13 +/-0.01	
NH ₃	(80 K)	(2.1)	0.93 +/-0.16	
H ₂ CO	(80 K)	(1.8)	0.14 +/-0.10	

UT 2010 Oct 21 (KL6A) / $Q(\text{H}_2\text{O}) = (1.07 \pm 0.03) \times 10^{28} \text{ [s}^{-1}\text{]}$				
H ₂ O	87 +/-7 K 2.73+0.28/-0.26	2.5	100	Asymmetric
CH ₃ OH	(90 K)	(2.5)	1.49 +/-0.09	Similar to H ₂ O
C ₂ H ₆	68 +13/-10 K	(2.5)	1.02 +/-0.07	Similar to H ₂ O
NH ₃	(90 K)	(2.5)	0.88 +/-0.21	
UT 2010 Oct 21 (KL7A) / $Q(\text{H}_2\text{O}) = (1.47 \pm 0.09) \times 10^{28} \text{ [s}^{-1}\text{]}$				
H ₂ O	84 +/-7 K 2.75+0.47/-0.36	3.1	100	Asymmetric
HCN	104 +11/-10 K	2.4	0.21 +/-0.02	Symmetric
C ₂ H ₂	(85 K)	(2.4)	0.09 +/-0.01	
NH ₃	(85 K)	(3.1)	0.88 +/-0.23	
UT 2010 Oct 21 (KL4) / $Q(\text{H}_2\text{O}) = (1.05 \pm 0.04) \times 10^{28} \text{ [s}^{-1}\text{]}$				
H ₂ O	91 +3/-2 K 3.06+0.37/-0.31	2.0	100	Asymmetric
HCN	73 +9/-7 K	(2.0)	0.24 +/-0.03	Similar to H ₂ O
NH ₃	(90 K)	(2.0)	1.39 +/-0.52	
H ₂ CO	(90 K)	(2.0)	0.11 +/-0.08	
UT 2010 Oct 21 (KL7B) / $Q(\text{H}_2\text{O}) = (1.06 \pm 0.08) \times 10^{28} \text{ [s}^{-1}\text{]}$				
H ₂ O	77 +13/-10 K 2.47+0.50/-0.39	3.0	100	Asymmetric
HCN	90 +13/-10 K	2.1	0.25 +/-0.03	Symmetric
C ₂ H ₂	(80 K)	(2.1)	0.11 +/-0.02	
NH ₃	(80 K)	(3.0)	0.56 +/-0.13	
H ₂ CO	(80 K)	(2.1)	0.12 +/-0.05	
UT 2010 Oct 21 (KL6B) / $Q(\text{H}_2\text{O}) = (8.97 \pm 0.39) \times 10^{27} \text{ [s}^{-1}\text{]}$				
H ₂ O	88 +9/-7 K 2.94+0.37/-0.31	3.0	100	Asymmetric
CH ₃ OH	(90 K)	(3.0)	1.38 +/-0.13	Similar to H ₂ O
C ₂ H ₆	63 +21/-12 K	1.8	0.44 +/-0.05	Asymmetric but different from H ₂ O
NH ₃	(90 K)	(3.0)	0.83 +/-0.30	

(*1) Numbers within parentheses are assumed. For H₂O, both rotational temperature and ortho-to-para abundance ratio (OPR) are listed in upper and lower rows, respectively. Errors correspond to the 68% confidence intervals. We derived the rotational temperatures (and OPRs) only for the observations with high S/N ratios in order to eliminate the influence caused by the residuals for continuum subtraction.

(*2) Observational condition was not photometric (the standard star was observed through

cirrus clouds) and the error of absolute Q value would be larger than listed above. The absolute Q values would be systematically higher for KL3 although mixing ratios are not strongly affected. Comparison in sensitivity functions derived from the observations of the standard star between KL2 and KL3 implies that a factor of ~ 0.8 should be multiplied to Q (H_2O) for KL3 for correction.

4. Discussion and conclusions

4.1 Spatial distributions of volatiles

Since the position angle (P.A.) of the slit was physically fixed for each grating setting on UT 2010 Oct 17 and 21, the slit projected on the sky rotated during the observations. Different regions of the coma were sampled by the observations with different grating settings as listed in Table 2. Furthermore, cometary nucleus rotated with a period of ~ 18 hours and the activity of Hartley 2 was modulated with the nucleus rotation (A' Hearn et al. 2011; Mumma et al. 2011; Samarasinha et al. 2011; Knight & Schleicher 2011). As shown in Figure 4, different spatial distributions along the slit for different parent molecules were observed at different grating settings.

UT 2010 October 17

The slit was put on the comet nearly in parallel to the Sun-comet line during the observations with the KL1 setting on UT 2010 Oct 17. C_2H_6 gas was extended in the solar direction while H_2O gas was extended in the anti-solar direction (in panel (a) of Figure 4). The displacement between the peak of the C_2H_6 and continuum emission might indicate that a part of the spiral (face-on) or corkscrew (side-on) shaped jet of C_2H_6 was sampled within the slit, or might imply the existence of distributed source for C_2H_6 . In the following observations with KL2 and KL3 settings (in panels (b) and (c) of Figure 4), the spatial distributions of C_2H_6 were also asymmetric (but not strongly as for (a)) and those were different from the spatial profiles of H_2O and CH_3OH . The asymmetry of C_2H_6 spatial profile was strongest in the slit P.A. almost in parallel to the Sun-comet line.

Similar asymmetric spatial profiles of C_2H_6 and H_2O were also observed by Mumma et al. (2011) with NIRSPEC at Keck II telescope on UT 2010 Oct 19. In their observations, however, the slit was put along the CN-jet direction (nearly orthogonal to the Sun-comet line on Oct 19) and C_2H_6 gas was extended toward the CN-jet on that date (Knight & Schleicher 2011). We compare the slit P.A. in our observations with the P.A. of the CN-jet observed by Knight & Schleicher (2011) on UT 2010 Oct 17. They generally reported two jets in comet Hartley 2, called as the northern and southern features. On Oct 17 they obtained the CN images showing the side-on corkscrew shaped northern jet. The southern jet was also recognized but weaker than the northern feature on that date. The gross structure of the northern

CN-jet was extended in P.A. from about -45 to $+45$ degrees (almost to the north) at 09:05 UT and at 12:28 UT on Oct 17 (in Figure 1 of Knight & Schleicher 2011). However, in the very inner coma, the morphology of the northern CN-jet was dramatically changed from 09:05 to 12:28 UT. As described in Knight & Schleicher (2011), the morphology of the northern CN-jet on Oct 17 was similar to the rotating side-on corkscrew. In the case of side-on view for the rotating jet “corkscrew”, the P.A. of the gross structure of jet (i.e., the global trend of extension) is representative to the rotating axis projected to the sky but not exactly the same as the P.A. of the jet in the very inner coma. We should note the difference in the spatial scales between our observations ($\sim 10^3$ km across the slit) and CN-images by Knight & Schleicher (2011) ($\sim 10^5$ km across the image) as illustrated in Figure 5.

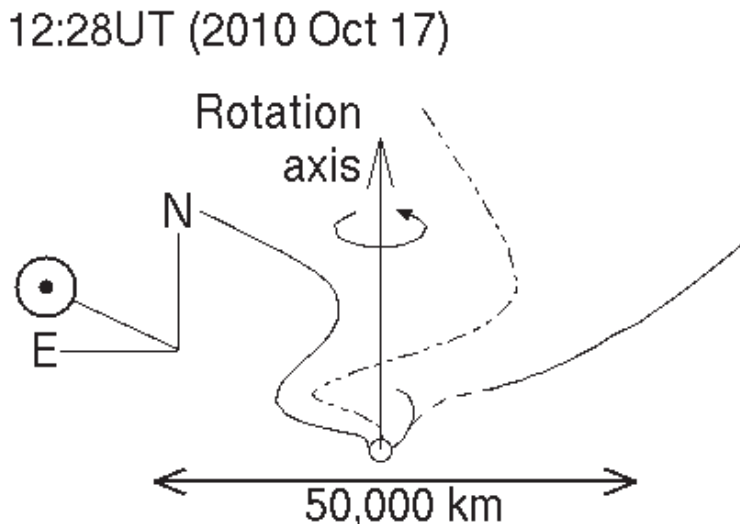


Figure 5: Sketch of the northern CN-jet at 12:28UT 2010 Oct 17 (after Figure 1 in Knight & Schleicher 2011). The corkscrew shaped jet indicates that the rotational axis projected on the sky was probably along the north-south direction. The P.A. of the CN-jet could vary roughly between $+45$ and -45 degrees from the north.

HCN and C_2H_2 gases were also extended in the same direction along the slit (in panels (b) and (c) of Figure 4) and their spatial distributions were similar to each other and to C_2H_6 . The spatial distributions of HCN were extended nearly to the north and they were consistent with the morphology of CN-jet observed on the same date. This is consistent with the hypothesis that the HCN is the dominant parent of CN in the coma. Moreover, the sources for HCN and C_2H_2 might be more closely associated with the source of C_2H_6 (Dello Russo et al. 2011). Recently, Knight & Schleicher (2012) also reported the morphology of CN, C_2 and C_3 appear to match while OH and NH do not. Their observations might be consistent with HCN, C_2H_2 and C_2H_6 having similar spatial profiles in our observations. We

should however beware of the different spatial scales between our observations and optical images taken by Knight & Schleicher (2011, 2012).

On the other hand, the brightness distribution of H_2O and CH_3OH gases were quite different from those of C_2H_6 , HCN and C_2H_2 , as shown in Figure 4. H_2O and CH_3OH were extended in opposite directions to C_2H_6 during the observations with KL1 (in panel (a) of Figure 4). Combined with the symmetric spatial distribution of H_2O during the observations with KL3 (in panel (c) of the same Figure), spatial distribution of H_2O in the coma was probably extended to the anti-solar direction. Optical imaging observations of OH (as a photo-dissociation product of water) also support the extension of water towards the anti-solar direction (Knight & Schleicher 2012).

The prominent extension of H_2O gas in the anti-solar direction is evidence that some H_2O was released in the coma from small icy grains ejected from the nucleus as CO_2 sublimated (H_2O ice grains were observed with escaping CO_2 gas in the inner coma by *EPOXI* spacecraft, A' Hearn et al. 2011). The small icy grains could be pushed away in the anti-solar direction by the solar radiation pressure, gradually releasing H_2O into the coma (Dello Russo et al. 2011; Mumma et al. 2011). The spatial distributions of CH_3OH were always similar to those of H_2O (panels (a) and (c) in Figure 4). This suggests that CH_3OH was closely associated with H_2O in the cometary ice.

It is also interesting to note the differences in spatial distributions between gaseous species and grains. The spatial distributions of grains were sharper than gas species, and could be represented by r^{-N} with $N \sim 1.5$ (r denotes the nucleocentric distance) while the nominal dust distribution is usually represented by r^{-1} (Figure 6). This steeper distribution might indicate acceleration of grains or sublimation of icy grains in the inner coma (reducing the total scattering cross-section of the grains). Because the distributions of gaseous species like H_2O and C_2H_6 were similar to grains and the $r^{-1.5}$ profile in their non-extended sides (Figure 5), this might correspond to the acceleration of gas and grains in the inner coma.

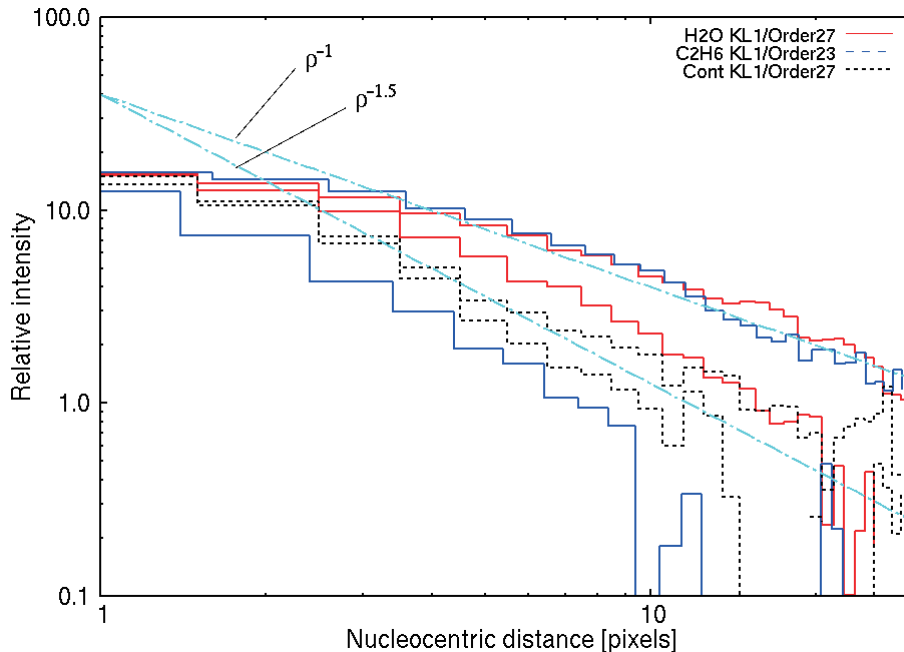


Figure 6: Spatial distributions of grains compared to r^{-1} profile and the molecular distributions of H_2O and C_2H_6 (on UT 2010 Oct 17, KL1). Both extended and non-extended sides on the slit are plotted. The slope in the non-extended side is not represented by the nominal r^{-1} profile.

UT 2010 October 21

On UT 2010 Oct 21, we summarize our observations as follows: (i) spatial distributions of H_2O and CH_3OH were always similar, (ii) spatial distributions of C_2H_6 and HCN were always similar, and (iii) there might be two groups of parent volatiles that showed similar distributions in the coma. These conclusions were consistent with those obtained from the observations on Oct 17, unfortunately, there are no published CN-images on Oct 21 for a direct comparison.

Comparisons with other observations

Based on the measured spatial distributions of molecules in the coma we conclude that H_2O and CH_3OH were closely associated with each other in cometary ice. We also conclude that C_2H_6 , HCN , and C_2H_2 were also closely associated with each other but are not associated with H_2O and CH_3OH . Mumma et al. (2011) also reported the spatial distributions of these parent molecules in comet Hartley 2 on UT 2010 Oct 19 and 22. A slight difference was noted in the distributions of C_2H_6 and HCN in the anti-jet hemisphere for the data taken on Oct 19. It is likely that the different times of these observations - C_2H_6 (15:04-15:35 UT) and HCN (11:21-12:20 UT) - is the reason for these differences. As Mumma et al. (2011) and Dello Russo et al. (2011) suggested, C_2H_6 , HCN , and C_2H_2 might be released from the sunlit surface of the nucleus directly as jets, while a significant amount of H_2O and CH_3OH were

probably released from small icy grains.

Villanueva et al. (2011) also reported asymmetric distributions of parent volatiles in comet C/2007 W1 (Boattini). Although the spatial distributions of C_2H_6 and HCN (also probably of CO and CH_4) were symmetric with respect to the nucleus position, both H_2O and CH_3OH were much extended in one direction. This is similar to what is seen in Hartley 2. Curiously, comets Hartley 2 and Boattini are similar in their chemistry; e.g., slightly higher mixing ratios of C_2H_6 but depleted in H_2CO and normal for other parent molecules observed in the near-infrared (in Figure 6, discussed later).

Both CH_3OH and C_2H_6 are considered to form by grain-surface reactions on cold grains (e.g., H-atom addition reactions at $\sim 10K$, to CO and C_2H_2 , respectively), and they would co-exist together. However, these molecules seem to be segregated into distinct ices in comet Hartley 2 (and in comet Boattini). This fact requires the additional processes to segregate these ices in the evolutionary stage between the ice formation and the incorporation of ices into comets. As demonstrated by Öberg et al. (2009) in the laboratory, super volatiles (such as CO_2) could be segregated from H_2O ices at warm temperatures. Observations of comet Hartley 2 suggest that C_2H_6 , C_2H_2 and HCN were segregated from H_2O and CH_3OH in solid. This may suggest that the comet experienced warm enough temperatures to segregate the more volatile C_2H_6 , C_2H_2 and HCN from the less volatile H_2O and CH_3OH .

Co-existence of the ice grains (consisting mainly of H_2O) and the CO_2 jet as driving force to eject the ice grains observed by the *EPOXI* flyby (A' Hearn et al. 2011) indicated the segregation between them in solid phase. Primordial interstellar ices were once heated to 25-50 K for 4,000-20,000 years (Pontoppidan et al. 2008; Visser et al. 2009) and then CO_2 ices could be segregated (Öberg et al. 2009) before these ice grains were incorporated into the comets. Our observations also imply the segregation of C_2H_6 and other volatiles (except CH_3OH) from H_2O in cometary ices (Figure 7).

Since highly volatile species such as CO_2 and C_2H_6 were segregated but not depleted in comet Hartley 2, the comet might have experienced temperatures warm enough to segregate these volatiles from H_2O but not warm enough to significantly deplete them in the nucleus. The depletion of hypervolatiles CO (Weaver et al. 2011) and CH_4 (Dello Russo et al. 2010) may also provide evidence for some moderate warming. Hypervolatiles like CO and CH_4 might be sublimated from grains in the warm regions ($> 30 K$). Detailed laboratory studies about segregations of C_2H_6 , CH_3OH and other molecules in H_2O matrix are strongly encouraged.

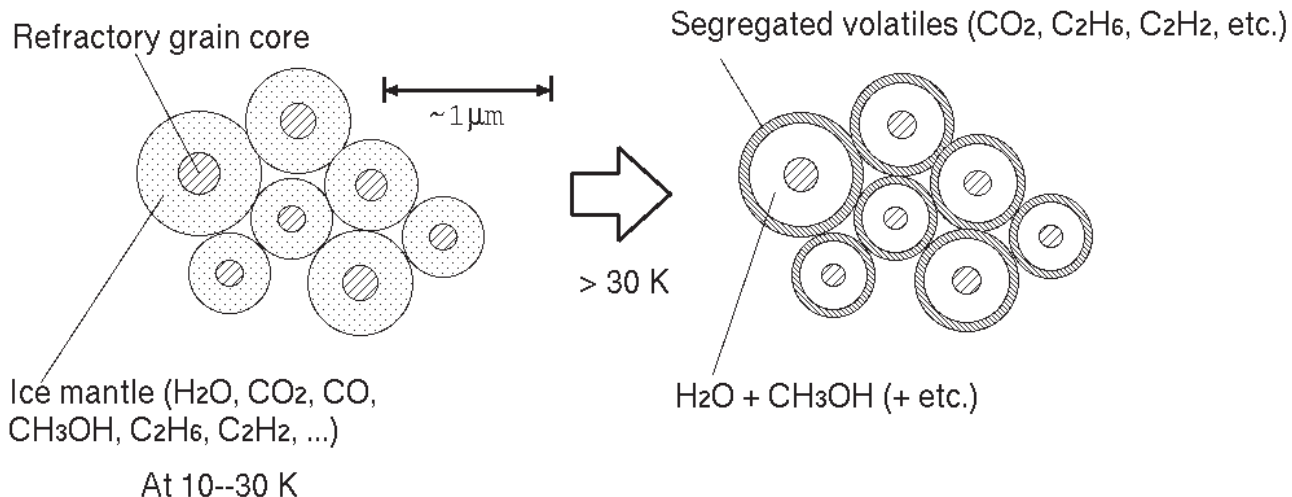


Figure 7: Possible segregation of highly volatile species in ices of comet Hartley 2. Cometary ices are thought to consist of aggregates of smaller icy grains. If highly volatile species were segregated from H_2O ice except for CH_3OH before those ices were incorporated into comets or within the nucleus, water-rich ice grains were isolated after sublimation of highly volatile species. Those icy grains could be ejected from the nucleus with the outgassing of volatile species, especially with the outflow of abundant CO_2 .

4.2 Mixing ratios of volatiles

As listed in Table 5 and also shown in Figure 8, the mixing ratios of volatiles sampled by our observations were consistent throughout our observing campaign (Dello Russo et al. 2010, 2011). As we noted in Section 3, we used an isotropic coma model to derive production rates in Hartley 2. This may lead to significant errors in derived gas production rates for species with highly asymmetric spatial profiles. Furthermore, this could affect the derived mixing ratios (a ratio of gas production rates with respect to H_2O) between species with different spatial distributions. We expect that derived mixing ratios between species with similar spatial profiles will not be significantly affected.

Since we couldn't distinguish the real temporal change in mixing ratios of the coma from the scatter caused by the asymmetric spatial profiles for the molecules (moreover, those spatial profiles changed with time), it is difficult to conclude about the temporal variation of the mixing ratios of volatiles in comet Hartley 2. Thus, the averaged mixing ratios (among many measurements) are more representative to the global chemistry of comet Hartley 2. However, from the conservative (pessimistic) view, the errors of mixing ratios may be as large as $\sim 50\%$ in extreme cases if we consider the systematic errors in calculating production rates due to large asymmetries in the spatial distributions of species.

Figure 9 shows the comparison of comet Hartley 2 with other Jupiter-family comets for which high-dispersion near-infrared spectroscopic observations were carried out. As already reported by Dello Russo et al. (2011) based on the observations on UT 2010 Nov 4, comet Hartley 2 was normal in $\text{CH}_3\text{OH}/\text{H}_2\text{O}$, $\text{C}_2\text{H}_6/\text{H}_2\text{O}$, $\text{C}_2\text{H}_2/\text{H}_2\text{O}$, $\text{HCN}/\text{H}_2\text{O}$, and $\text{NH}_3/\text{H}_2\text{O}$ but depleted in $\text{H}_2\text{CO}/\text{H}_2\text{O}$. Combined with other observational results, Hartley 2 was depleted in CO and CH_4 , and normal to abundant in CO_2 ($\sim 10\text{-}20\%$ with respect to H_2O) (A’ Hearn et al. 2011; Weaver et al. 2011; Dello Russo et al. 2010). $\text{CO}_2/\text{H}_2\text{O}$ ratios in comets span from a few to $\sim 30\%$ (Ootsubo et al. 2012) and comet Hartley 2 is considered as intermediate or moderate for $\text{CO}_2/\text{H}_2\text{O}$ ratio. Our results are consistent with the mixing ratios obtained by Mumma et al. (2011), so no clear temporal difference could be found.

The conversion efficiency from C_2H_2 to C_2H_6 in comet Hartley 2 was calculated as $[\text{C}_2\text{H}_6] / [\text{C}_2\text{H}_2 + \text{C}_2\text{H}_6]$. The ratio was not different from other comets (Figure 10). In contrast with C_2H_6 , the conversion efficiency from CO to CH_3OH appears to be very high due to the depletion in CO. CO might sublime from the primordial ices after the formation of CH_3OH by the H-atom addition reactions on cold grains at ~ 10 K (Watanabe et al. 2003) if the icy grains had experienced relatively warm conditions (> 30 K) as discussed in the previous subsection for the segregation of ices.

4.3 Ortho-to-para abundance ratios of water

Finally, we would discuss about ortho-to-para abundance ratios (OPRs) of H_2O . The weighted average of OPRs was 2.88 ± 0.17 ($T_{\text{spin}} > 34$ K) on Oct 17 and 2.81 ± 0.16 ($T_{\text{spin}} = 38 \pm 17 / -5$ K) on Oct 21. They were consistent within their errorbars (our OPR results are summarized in Table 4). Dello Russo et al. (2011) and Mumma et al. (2011) also reported the OPRs of H_2O as 3.4 ± 0.6 and 2.85 ± 0.20 , respectively, and these values are also consistent with OPRs obtained here.

Based on the data listed above, temporal variation in the OPR caused by the inhomogeneity of the cometary nucleus (comet Hartley 2 consisted of two lobes that may have been chemically different from each other, as seen by the *EPOXI* spacecraft; A’ Hearn et al. 2011) could not be ruled out. However, we did not measure any significant compositional differences with date, so it is unlikely that we could distinguish any differences in OPR in the different lobes of Hartley 2. If we take weighted mean for all these values to determine the representative value for this comet, we could obtain $\text{OPR} = 2.86 \pm 0.10$ ($T_{\text{spin}} = 40 \pm 11 / -4$ K) for H_2O of comet Hartley 2 in its 2010 apparition. This result is also consistent with the results obtained by the Infrared Space Observatory observations in 1997 that gave OPR values of 2.76 ± 0.08 and 2.63 ± 0.18 ($T_{\text{spin}} = 34 \pm 3$ K) by Crovisier et al. (1999). Relatively warmer conditions than the other comets showing $T_{\text{spin}} \sim 30$ K (as typical) might be related to the molecular formation or processing; e.g., the possible segregation of highly volatile ices (C_2H_6 , C_2H_2 , HCN , ...).

Table 5: Mixing ratios ^(*1) of volatiles in comet Hartley 2 in our observing run.

(*1) The weighted mean and standard deviation are listed in this table for each volatile species.

Date (UT 2010)	CH ₃ OH	C ₂ H ₆	C ₂ H ₂	HCN	NH ₃	H ₂ CO	Ref.
Sep 16	1.36+/-0.23	0.61+/-0.10	0.15+/-0.03	0.31+/-0.05	1.5+/-0.3	0.26+/-0.11	Dello Russo (2010)
Oct 17	1.46+/-0.08	0.81+/-0.05	0.11+/-0.01	0.26+/-0.01	0.79+/-0.09	0.14+/-0.10	This work ^{*1}
Oct 21	1.45+/-0.07	0.64+/-0.04	0.09+/-0.01	0.23+/-0.03	0.73+/-0.09	0.12+/-0.04	This work ^{*1}
Nov 4	1.25+/-0.08	0.74+/-0.07	0.14+/-0.01	0.26+/-0.22	0.61+/-0.09	0.11+/-0.01	Dello Russo (2011)
Weighted Mean	1.39+/-0.04	0.70+/-0.03	0.11+/-0.01	0.26+/-0.01	0.73+/-0.05	0.11+/-0.01	

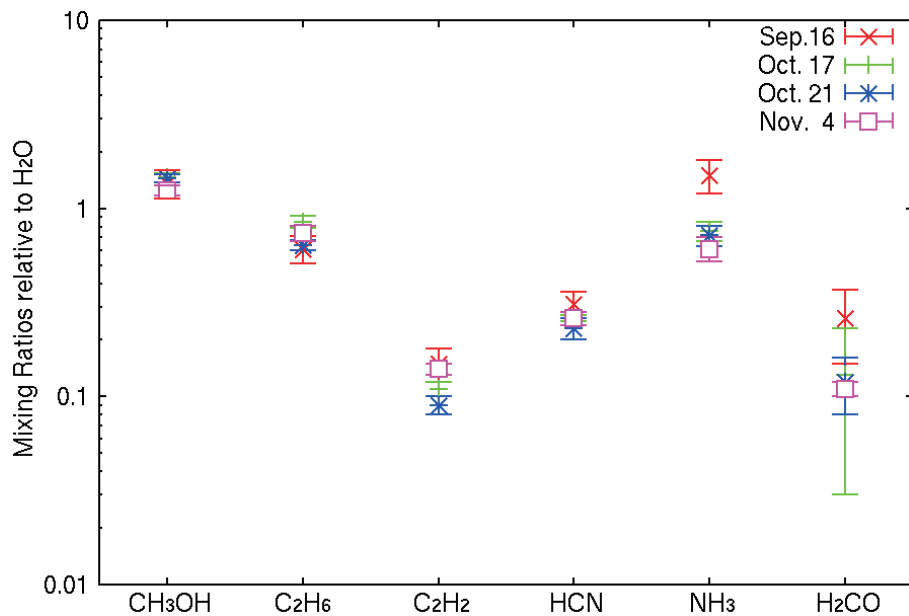


Figure 8: Temporal variation of mixing ratios of comet Hartley 2 during our observing campaign from UT 2010 Sep 16 to 2010 Nov 4. Mixing ratios of CH₃OH with respect to H₂O are well concentrated. However, mixing ratios of C₂H₆ and HCN show larger diversity although these volatiles could be observed with high-SN ratios.

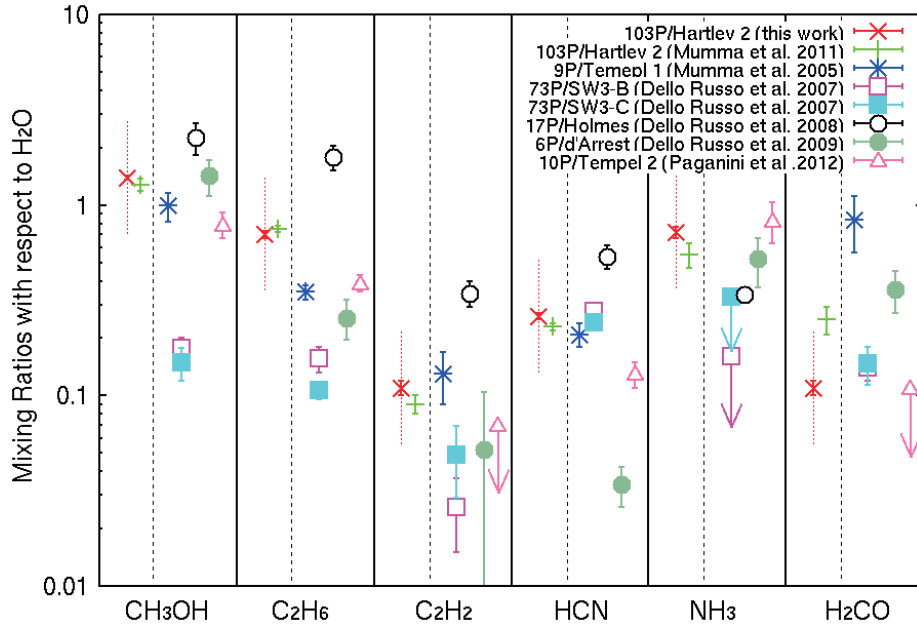


Figure 9: Comparison of mixing ratios among Jupiter-family comets (JFCs). Comet Hartley 2 is probably depleted in H_2CO compared with other JFCs. Dotted bars with X-symbols (our results) indicate $\pm 50\%$ errors (see text). For the mixing ratios of CH_3OH taken from Mumma et al. (2005, 2011) and Paganini et al. (2012), we corrected the difference in the used g-factors for their CH_3OH mixing ratios.

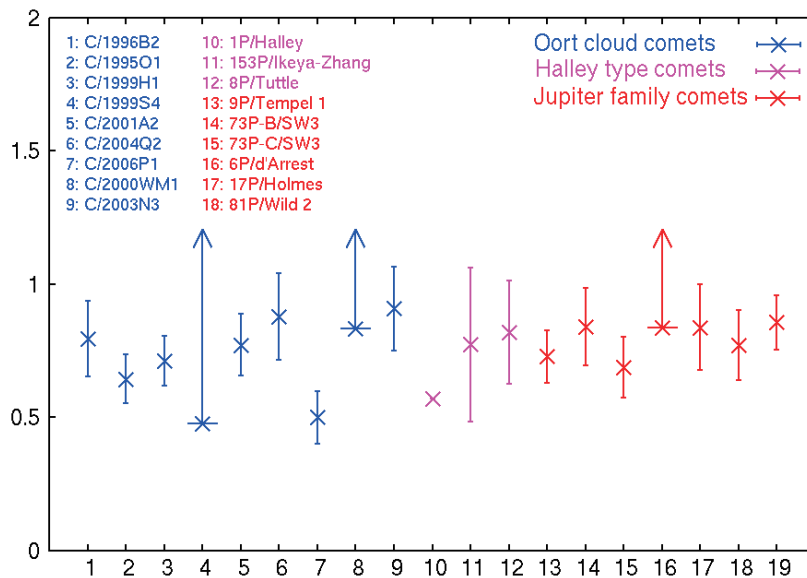


Figure 10: Conversion efficiencies of C_2H_6 from C_2H_2 in comets. The symbol for #19 is of comet Hartley 2. No clear difference is there ($[\text{C}_2\text{H}_6] / [\text{C}_2\text{H}_2 + \text{C}_2\text{H}_6] = 0.7\text{--}0.8$ for most comets).

REFERENCES

- A' Hearn, M. et al., 2011. EPOXI at Comet Hartley 2. *Science* 332, 1396-1400.
- Boney, B.P., Villanueva, G.L., Paganini, L., DiSanti, M.A., Gibb, E.L., Kean, J., Meech, K., Mumma, M.J., 2013. Evidence for two modes of water release in Comet 103P/Hartley 2: Distributions of column density, rotational temperature, and ortho-para ratio. *Icarus* 222, 740-751.
- Clough, S.A. et al., 2005. Atmospheric radiative transfer modeling: A summary of the AER codes. *J. Quant. Spectrosc. Radiat. Trans.* 91, 233-244.
- Cottin, H., Fray, N., 2009. Distributed sources in comets. *Space Sci. Ser.* 28, 179-197 (Origin and Early Evolution of Comet Nuclei).
- Crovisier, J. et al., 1999. ISO spectroscopic observations of short-period comets. In: Cox, P., Kessler, M.F. (Eds.), *The Universe as Seen by ISO*. ESA, Noordwijk, p. 161-164 (ESA SP-427).
- Dello Russo, N. et al., 1998. Carbonyl sulfide in Comets C/1996 B2 (Hyakutake) and C/1995 01 (Hale-Bopp): Evidence for an extended source in Hale-Bopp. *Icarus* 135, 377-388.
- Dello Russo, N., Mumma, M.J., DiSanti, M.A., Magee-Sauer, K., Novak, R., Rttig, T.W., 2000. Water production and release in comet C/1995 01 Hale-Bopp. *Icarus* 143, 324-337.
- Dello Russo, N. et al., 2007. Compositional homogeneity in the fragmented Comet 73P/Schwassmann-Wachmann 3. *Nature* 448, 172-175.
- Dello Russo, N. et al., 2008. The volatile composition of Comet 17P/Holmes after its extraordinary outburst. *Astrophys. J.* 680, 793-802.
- Dello Russo, N. et al., 2009. The parent volatile composition of 6p/d' Arrest and a chemical comparison of Jupiter-Family Comets measured at infrared wavelengths. *Astrophys. J.* 703, 187-197.
- Dello Russo, N. et al. 2010. *IAU Circ.* 9171, 1 (Edited by Green, D.W.E.).
- Dello Russo, N. et al., 2011. The volatile composition and activity of Comet 103P/Hartley 2 during the EPOXI closest approach. *Astrophys. J.* 734, L8.
- DiSanti, M., Mumma, M.J., 2008. Reservoirs for comets: Compositional differences based on infrared observations. *Space Sci. Rev.* 138, 127-145.
- Hase, F., Wallace, L., McLeod, S.D., Harrison, J.J., Bernath, P.F., 2010. The ACE-FTS atlas of the infrared solar spectrum. *J. Quant. Spectrosc. Radiat. Trans.* 111, 521-528.
- Huebner, W.F., Keady, J.J., Lyon, S.P., 1992. Solar photo rates for planetary atmospheres and atmospheric pollutants. *Astrophys. Space Sci.* 195, 1-289.
- Kawakita, H., Kobayashi, H., 2009. Formation conditions of icy materials in Comet C/2004 Q2 (Machholz). II. Diagnostics using nuclear spin temperatures and deuterium-to-hydrogen ratios in cometary molecules. *Astrophys. J.* 693, 388-396.

- Kawakita, H., Mumma, M. J., 2011. Fluorescence excitation models of ammonia and amidogen radical (NH₂) in comets: Application to Comet C/2004 Q2 (Machholz). *Astrophys. J.* 727, 91.
- Kelly, M.S. et al., 2012. New constraints on the large particles of Comet 103P/Hartley 2. In: *Proceeding of Asteroids Comets Meteoroids 2012*, 6379.
- Knight, M.M., Schleicher, D.G., 2011. CN morphology studies of Comet 103P/Hartley 2. *Astron. J.* 141, 183.
- Knight, M.M., Schleicher, D.G., 2012. The highly unusual outgassing of Comet 103P/Hartley 2 from narrowband photometry and imaging of the coma. *Icarus* 222, 691-706.
- Kurucz, R.L., 2005. New atlases for solar flux, irradiance, central intensity, and limb intensity. *Memorie della Società Astronomica Italiana Suppl.* 8, 189-191.
- Lunine, J.I., Engel, S., Rizk, B., Horanyi, M., 1991. Sublimation and reformation of icy grains in the primitive solar nebula. *Icarus* 94, 333-344.
- McLean, I.A. et al., 1998. Design and development of NIRSPEC: A near-infrared echelle spectrograph for the Keck II telescope. *Proc. SPIE* 3354, 566-578.
- Meech, K. et al., 2011. EPOXI: Comet 103P/Hartley 2 observations from a worldwide campaign. *Astrophys. J.* 734, L1.
- Mumma, M.J. et al., 2005. Parent volatiles in Comet 9P/Tempel 1: Before and after impact. *Science* 310, 270-274.
- Mumma, M.J. et al., 2011. Temporal and spatial aspects of gas release during the 2010 apparition of Comet 103P/Hartley 2. *Astrophys. J.* 734, L7.
- Öberg, K.I., Fayolle, E.C., Cuppen, H.M., van Dishoeck, E.F., Linnartz, H., 2009. Quantification of segregation dynamics in ice mixtures. *Astron. Astrophys.* 505, 183-194.
- Ootubo, T. et al., 2012. AKARI Near-infrared spectroscopic survey for CO₂ in 18 comets. *Astrophys. J.* 752, 15.
- Paganini, L. et al., 2012. The formation heritage of Jupiter Family Comet 10P/Tempel 2 as revealed by infrared spectroscopy. *Icarus* 218, 644-653.
- Rothman, L.S. et al., 2009. The HITRAN 2008 molecular spectroscopic database. *J. Quant. Spectrosc. Radiat. Trans.* 110, 533-572.
- Samarasinha, N.H., Tricarico, P., 2012. Dynamics of icy grains in the near-nucleus comae of comets. *Asteroids Comets Meteors 2012*, 6028.
- Samarasinha, N.H. et al., 2011. Rotation of Comet 103P/Hartley 2 from structures in the coma. *Astrophys. J.* 734, L7.
- Villanueva, G.L., Mumma, M.J., Magee-Sauer, K., 2011a. Ethane in planetary and cometary atmospheres: Transmittance and fluorescence models of the m7 band at 3.3 μ m. *JGR* 116 (E8), E08012.
- Villanueva, G.L. et al., 2011b. The molecular composition of Comet C/2007 W1 (Boattini): Evidence of a peculiar outgassing and a rich chemistry. *Icarus* 216, 227-240.

- Villanueva, G.L., DiSanti, M.A., Mumma, M.J., Xu, L.-H., 2012. A quantum band model of the m_3 fundamental of methanol (CH₃OH) and its application to fluorescence spectra of comets. *Astrophys. J.* 747, Art.Id. 37.
- Visser, R., van Dishoeck, E.F., Doty, S.D., Dullemond, C.P., 2009. The chemical history of molecules in circumstellar disks. I. Ices. *Astron. Astrophys.* 495, 881-897.
- Watanabe, N., Shiraki, T., Kouchi, A., 2003. The dependence of H₂CO and CH₃OH formation on the temperature and thickness of H₂O-CO ice during the successive hydrogenation of CO. *Astrophys. J.* 588, L121-L124.
- Weaver, H.A., Feldman, P.D., A' Hearn, M.F., Dello Russo, N., Stern, S.A., 2011. The carbon monoxide abundance in Comet 103P/Hartley 2 during the EPOXI Flyby. *Astrophys. J.* 734, L5.
- Xie, X., Mumma, M.J., 1996. Monte Carlo simulation of cometary atmospheres: Application to Comet P/Halley at the time of the Giotto Spacecraft Encounter. II. Axisymmetric model. *Astrophys. J.* 464, 457-475.

化学的に特異な組成を示した C/2009 P1 (Garradd) 彗星の

近赤外線高分散分光観測

1. はじめに

ここでは、本研究の観測天体である Garradd 彗星について簡単に紹介する。C/2009 P1 (Garradd) 彗星は 2009 年 8 月 13 日に日心距離 8.7AU で G. J. Garradd によって発見された。この彗星は 2011 年 12 月 23 日に近日点(約 1.55AU)を通過した。この彗星の軌道要素は表 1.1 のとおりである。この軌道から、Garradd 彗星は双曲線軌道にあることが分かる。しかしこれは Garradd 彗星が太陽系外から来たことを意味しているのではない。もともとは遠日点が 5000~5500AU である楕円軌道だと見積もられており、この彗星は太陽に近づく途中で木星などの天体の引力によって双曲線軌道となったのだと考えられる。このように彗星の軌道は時間変化している。ある時刻における瞬間の軌道要素を接触軌道要素といい、その瞬間を Epoch で表す。表 1.1 の軌道要素は、2011 年 12 月 25 日の接触軌道要素である。軌道傾斜角とは黄道面と彗星軌道面の成す角度のことで、表 1.1 より $i = 106.17747^\circ$ である。カイパーベルトに起源を持つ場合には軌道傾斜角は 0° 付近のはずなので、Garradd 彗星はオールト雲が起源であると分かる。より正確には、この彗星の木星に対する Tisserand 不変量 T_J を計算すればよい。

$$T_J = \frac{a_J}{a} + 2 \left[(1 - e^2) \frac{a}{a_J} \right]^{1/2} \cos i$$

ここで、 $T_J \leq 2$ となれば、オールト雲起源と考えられる ($2 < T_J \leq 3$ となれば、カイパーベルト起源の可能性が高い)。Garradd 彗星について計算してみると、 $T_J = -0.432$ となり、この彗星はオールト雲起源と考えられる。また、原初軌道については長半径が 2564.1AU 求められている (Paganini et al. 2012)。これはオールト雲の位置 (~1 万天文単位) よりも内側となり、Garradd 彗星はオールト雲から初めてやって来た彗星ではなく、何度か太陽の近くまで巡って来た彗星であると考えられる。

図 1.1 に Garradd 彗星の光度曲線を示した。図中に、私たちの観測および先行研究の観測が行われた時期が示してある。この彗星は 2012 年 1 月初めに約 6 等(可視)にまで明るくなっている。

現在、彗星の主要な揮発性物質に関して定量化された分子の数はまだ比較的少なく、原始太陽系円盤内の起源(現在の力学的な起源ではなく)に関する区分の分類法が十分に成されていない。そこで、私たちは、力学的にオールト雲が起源である Garradd 彗星の組成比を調べ、その起源について議論する。

表 1.1 : Garradd 彗星の軌道要素 (Epoch : 2011 年 12 月 25 日)

天体	C/2009 P1 (Garradd)
近日点通過日	2011/12/23.7
近日点距離(q)	1.5505600 [AU]
離心率(e)	1.0010684
軌道傾斜角(i)	106.17747°
近日点引数(ω)	90.74671°
昇降点黄経(Ω)	325.99763°

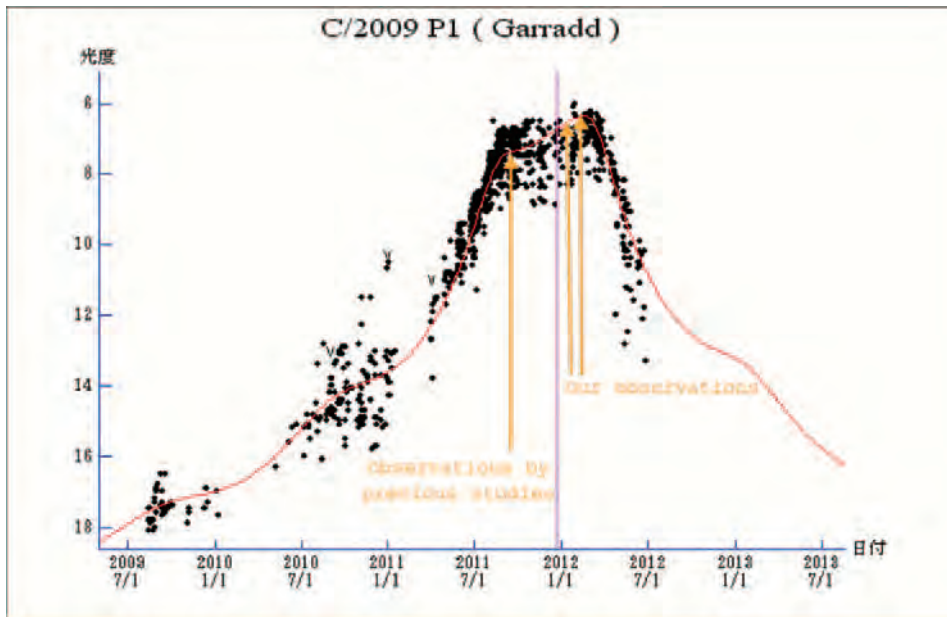


図 1.1 : 光度変化

次に Garradd 彗星に関する先行研究について紹介する。Villanueva et al. (2012) と Paganini et al. (2012) によって行われた先行研究では、2011 年 9 月に観測が行われ、観測時の日心距離は約 2.0AU であった。観測された分子とそれぞれの生成率は表 1.2 に示してある。H₂O の生成率を 100% として各分子の組成比を求めると、ほとんどの分子について、他のオールト雲に起源を持つ典型的な彗星の組成比に比べて大きな値になった(図 1.2)。彼らはこの理由について、観測時の日心距離が遠く、H₂O が十分に昇華していなかったのではないかと述べている(つまり、先行研究では、H₂O の生成率が少なく見積もられたため、他の分子の H₂O に対する相対値が大きくなっていると考えている)。

ここで、先行研究で得られた H₂O ガスのコマ中の空間分布(図 1.3)を見てみると、核から約 1,500km のところに H₂O のガスの超過が見られる。先行研究では、これは H₂O の氷粒が核から放出され、コマの中で 2 次的な昇華をしているからではないかと考えている。そしてこれらの氷粒が観測領域内で全て昇華しなかったために H₂O 生成率が少ない結果になったと、観測結果を解釈している。そこで彼らは、より近い日心距離での観測によって H₂O の正しい生成率を求め、組成比を調べる必要があると結論している。

表 1.2 : Paganini et al. (2012), Villanueva et al. (2012) の各分子の生成率

	Villanueva et al ($\times 10^{26}$ molecule/s)	Paganini et al ($\times 10^{26}$ molecule/s)
H ₂ O	862±65	840.5±66.9
NH ₃	<5.95	<1.40
CH ₄	7.07±1.41	9.6±2.6
C ₂ H ₂	<0.85	<1.2
HCN	2.44±0.15	3.1±0.3
CH ₃ OH	—	32.8±3.7
C ₂ H ₆	<7.60	8.2±0.7
CO	89.4±11.4	97.2±2.6

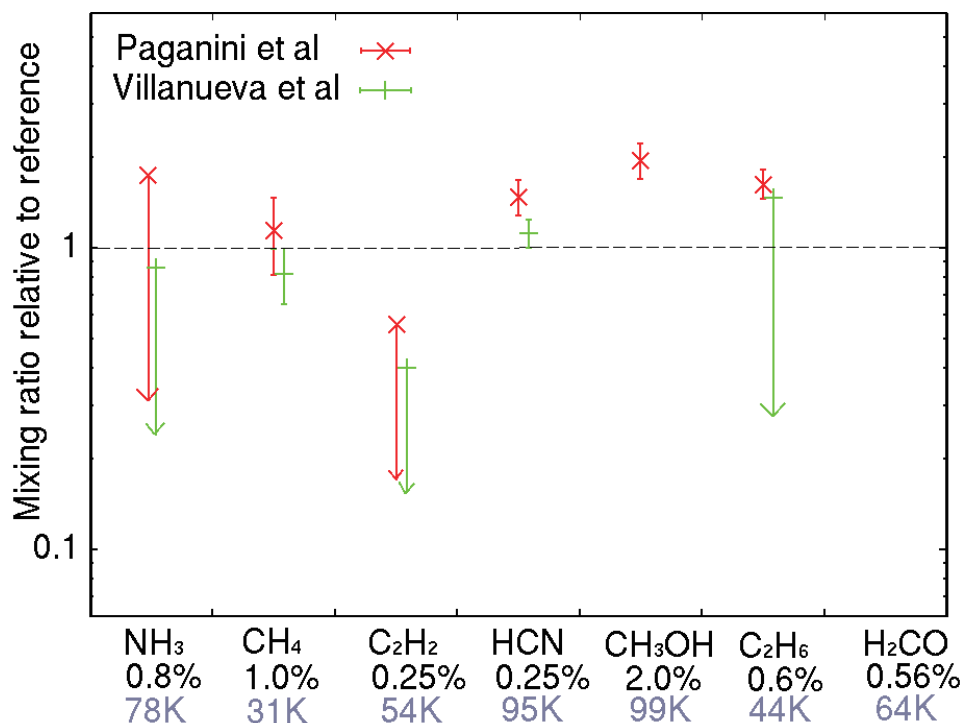


図 1.2 : Paganini et al. (2012), Villanueva et al. (2012) の組成比

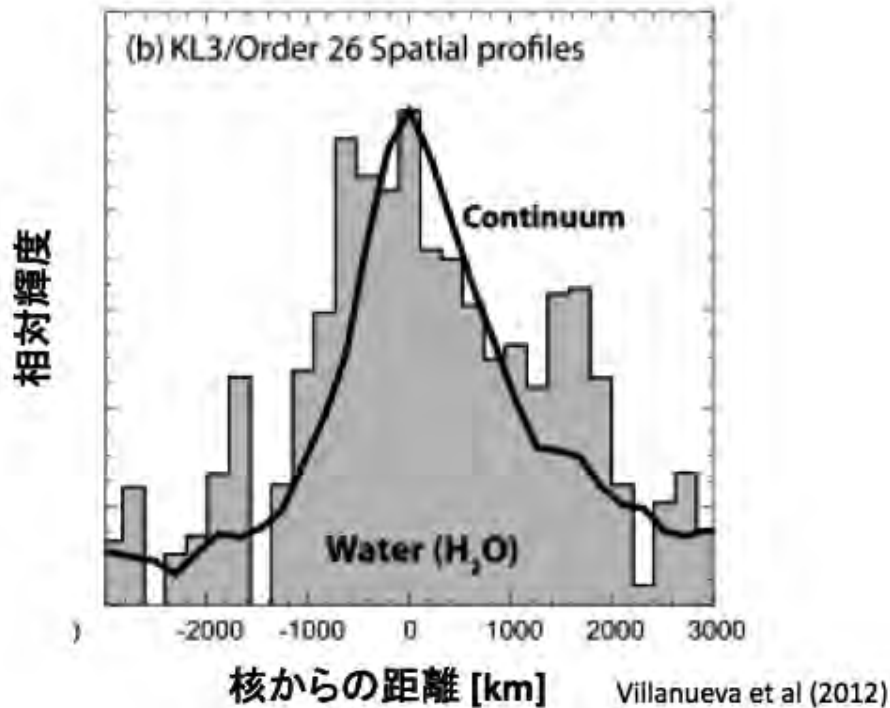


図 1.3 : H₂O の空間分布 (Villanueva et al. 2012)

そこで本研究の目的は、先行研究より近い日心距離(1.6AU 付近)で Garradd 彗星の近赤外線高分散分光観測を行い、①Garradd 彗星の組成比を正しく調べること、②先行研究で述べられているように「水が十分に昇華されなかったのかどうか」について議論すること、③Garradd 彗星がどのような環境で形成されたか、について推測すること、である。

2 観測とデータ処理

C/2009 P1 (Garradd) 彗星は 2012 年 1 月 9 日および 2 月 1 日に、ハワイのマウナケア山頂にある KECK2 望遠鏡で近赤外線高分散分光装置 NIRSPEC を用いて観測を行った。本研究で行った観測は、近日点通過後に実施したもので、観測時の日心距離はそれぞれ 1.568AU、1.645AU だった。

2.1 装置について

KECK2 望遠鏡はマウナケア山頂 (高度 4200m) に設置された口径 10m の可視/近赤外線望遠鏡である (図 2.1)。主鏡は分割鏡になっており、経緯台式の架台を採用している。望遠鏡が設置されたサイトは晴天率が高いうえ、高度が高いため大気の水蒸気量が少なく、近赤外線での観測に適した観測地の一つとされている。近赤外線高分散分光器 NIRSPEC は、波長 0.95 μm から 5.4 μm までカバーする分光器であり、KECK2 望遠鏡のナスミス焦点に設置されている (図 2.2, 2.3, 表 2.4, 2.5 を参照)。低分散分光モードと高分散分光モードを有しており、本研究では、高分散分光モードを用い、主に L バンド波長域 (2.9~3.6 μm 付近) の高分散分光を行った。



図 2.1 : KECK 望遠鏡 (左が 1 号機、右が 2 号機)

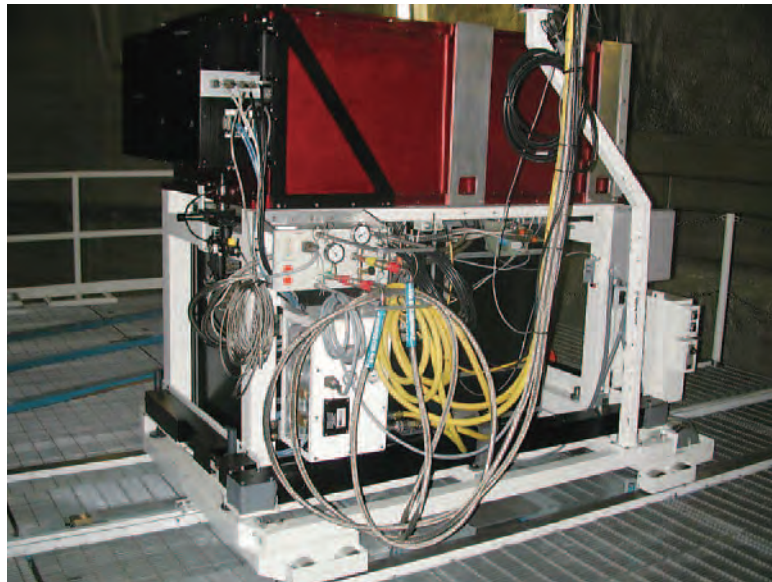


図 2.2 : ナスミス焦点に設置された NIRSPEC

NIRSPEC Optical Design

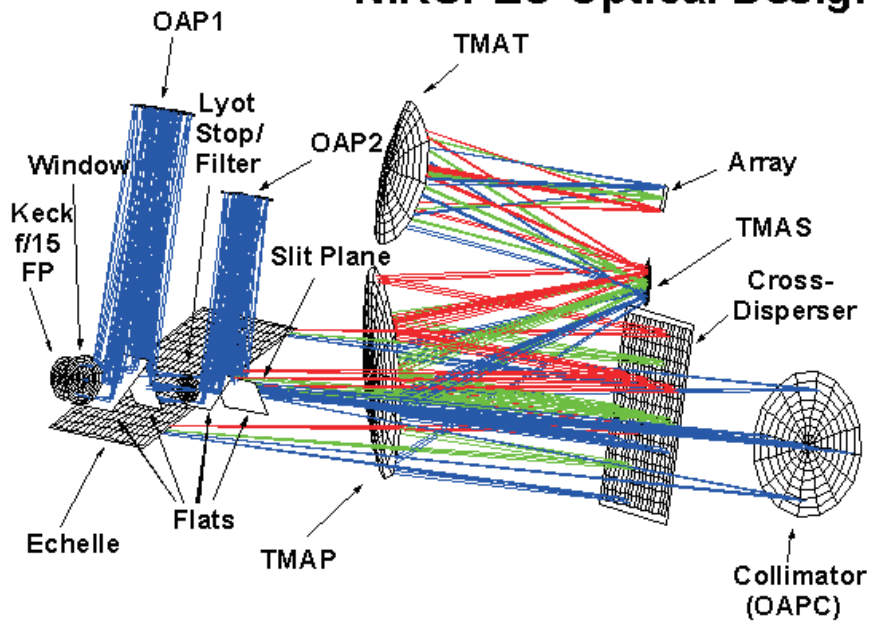


図 2.3 : 光学レイアウト

表 2.4 : 望遠鏡性能

有効口径	9.62m
焦点距離	17.5m
架台形式	経緯台
焦点名	ナスミス焦点 カセグレイン焦点
特徴	対角線 1.8m、厚さ 75mm、重さ 400kg の正六角形の低膨張ガラスを 36 枚繋いで、有効口径 10m とした主鏡
製作	Schott 社

表 2.5 : 分光器性能

波長域	0.95~5.5 μm
波長分解能	25,000 (スリット幅 0.43" に対して)
スリットサイズ	スリット長 : 24" × 幅 : 0.43" (彗星) スリット長 : 24" × 幅 : 0.72" (標準星)

2. 2 観測方法

近赤外線波長域では、空（地球大気）からの背景光が卓越しており、背景光を差し引くことが必要となる。そのため、以下に述べるように「ディザリング」と呼ばれる手法を用いる。観測時、彗星や標準星（観測天体のフラックス密度を較正するための基準天体）を、スリット上の異なる

位置 A、B に置き、連続的に A→B→B→A の順番で対象天体を観測する。この方法で A-B-B+A を計算すると、空の輝線をキャンセルし、対象天体のスペクトルだけを抽出することができる。ここで、ABBA と順番に観測することで、対象天体の高度が時間的に変化する影響（異なる高度で観測すると地球大気の発光量も変化する）をキャンセルしている。フラックス較正に用いる標準星は、BS4983、BS5447 の 2 つを使用した。データの処理は IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) を用いて行った。

表 2.6 : 観測ログ

UT Date	Setting	UT	r_h [AU]	$r_h\text{-dot}$ [km/s]	Δ [AU]	$\Delta\text{-dot}$ [km/s]
2012 Jan 9	KL1	15:15- 15:39	1.568	3.563	1.841	-20.91
	KL2	15:42-16:20	1.568	3.568	1.840	-20.90
2012 Feb 1	KL1	14:18-15:11	1.645	7.870	1.540	-23.33
	KL2	15:14-16:24	1.645	7.878	1.539	-23.27

r_h : 日心距離

Δ : 地心距離

$r_h\text{-dot}$: 太陽から見た彗星の速度

$\Delta\text{-dot}$: 地球から見た彗星の速度



図 2.7 : C/2009 P1 (Garradd) の可視イメージ

2. 3 データ処理方法

1. 彗星画像および標準星画像の ABBA シーケンスから A-B-B+A (=2A-2B) を行い、背景光を差し引く。
2. フラット（赤外線アレイの全てのピクセルに一樣な光源をあてて撮ったもの）については、ダーク（熱的に発生する電子によって入り込んでしまうノイズのこと）を撮った画像を引く。

なお、天体画像についてはダークは A-B-B+A の過程で背景光と同時に差引されている。

3. フラットを用いて感度ムラの補正を行う。
4. 波長較正のため、大気発光の輝線画像をコンパリソンとして用いる。そのために、A+B+B+A を計算する。(この場合、ダークは残ってしまうが、コンパリソンは明るさを測る訳ではないので問題ない)。
5. 彗星、標準星のそれぞれのデータを、コンパリソンを利用して同じ波長域で切り取る。
6. 大気の輝線をもとに波長を同定する。
7. 標準星のスペクトルを基準にしてフラックス較正する。すなわち、縦軸をカウントからフラックス密度に換算する。
8. 大気吸収曲線のモデル(計算値)を用いて、彗星ダストの散乱光をモデル化し、これを観測から差し引く。その結果、彗星の輝線スペクトルを得る。

3 エタン分子の発光モデル

今回の観測で得られたスペクトルから、それぞれの分子のガス生成率を求める際に、それぞれの分子について該当するバンドにおける輝線の g ファクター(蛍光効率)を予め計算しておく必要がある。多くの分子については既に g ファクターを計算するプログラムが利用可能であったが、 C_2H_6 の ν_5 バンドの発光についてはプログラムが未整備であったので、今回、計算のためのプログラムコードを開発した。以下では、その詳細について述べる。

3. 1 C_2H_6 の ν_5 バンドの発光

ここでは、エタン分子(C_2H_6)の蛍光散乱(resonance fluorescence)による発光過程を考える。この場合、まず、エタン分子は太陽輻射場のエネルギーを吸収し、基底振動状態から振動励起状態中の回転レベルに励起される。そして、その後再び基底振動状態に落ちてくる際に、エタン分子は状態間のエネルギー差に相当する光子を放出する。私たちはこの光を観測しており、観測されたコマからの輝線強度と、以下で求めるエタン分子の g ファクター(蛍光効率: 分子 1 個あたり、毎秒あたりの発光エネルギー)から、コマ全体に含まれる分子の個数を求める。最後にエタン分子のガス生成率を導き、 H_2O との相対比(混合比: mixing ratio)を求めることが本研究の目的である。今回は、エタン分子の基本振動バンド(fundamental band)のみを考え、倍音(over tone)と複合バンド(combination bands)はとても弱いため無視できると仮定する。

3. 2 基底振動状態

エタン分子は対称コマ分子である。通常、慣性モーメントが小さい順に a 軸、b 軸と呼ばれる。基底振動状態に含まれる回転準位のエネルギーは

$$E'' = (A - B)K''^2 + BJ''(J'' + 1) - D_J J''^2 (J'' + 1)^2 - D_{JK} K''^2 J''(J'' + 1) - D_K K''^4$$

(Herzberg 1945)と表せる。今、基底状態の回転定数(cm^{-1})は、Pine&Lafferty (1982)で与えられた $A=2.671$ 、 $B=0.6630271$ 、 $D_J=1.0312 \times 10^{-6}$ 、 $D_{JK}=2.66 \times 10^{-6}$ 、 $D_K=1.09 \times 10^{-5}$ を使用する。ここで、

$A = \frac{h}{8\pi c I_a}$ 、 $B = \frac{h}{8\pi c I_b}$ で、 I_a 、 I_b それぞれ a 軸と b 軸についての慣性モーメントを表し、 D_J 、 D_{JK} 、 D_K は遠心力により結合の長さの伸びを考慮した時の定数である (Pine&Lafferty 1982)。ここで、 J'' は全角運動量を表す回転量子数で、 K'' は全角運動量の分子軸方向成分に対する量子数である ($J'' > K''$)。統計重率は以下の方法で求めた。ここで、torsional splitting (分子軸における「ねじれ運動」のために生じる状態の分裂) は、我々の観測では検出できないため無視することにする。そうすると、統計重率は次式で表される。

$$g'' = g_s (2J'' + 1)$$

エタン分子には複数の水素原子が含まれ、それぞれの水素原子は核スピン(1/2)を持つため、エネルギー準位によって、その統計重率への寄与 (g_s) が異なる。 g_s は以下の条件で決定する。

1. もし $K=0$ 、 J が偶数のとき $g_s=8$
2. もし $K=0$ 、 J が奇数のとき $g_s=16$
3. もし $K \neq 0$ 、 $K \div 3$ の余りが 0 のとき $g_s=24$
4. もし $K \neq 0$ 、 $K \div 3$ の余りが 0 でないとき $g_s=20$
5. 分子全体の分配関数は、 $Z_{\text{tot}} = Z_{\text{vib}} Z_{\text{rot}}$ から求める。回転の分配関数 $Z_{\text{rot}} =$

$$\sum g_s (2J'' + 1) e^{-hcE''/kT_{\text{rot}}}, \text{ 振動の分配関数 } Z_{\text{vib}} = \{1 - e^{-hc\nu_4/kT}\}^{-1} \text{ (} T_{\text{rot}} < 70\text{K のとき) とする。}$$

$T_{\text{rot}} > 70\text{K}$ では、HITRAN データベースの Z_{tot} を使い、これを用いて逆に Z_{vib} が得られる。

3. 3 励起振動状態

ここでは、励起振動状態のエネルギーは

$$E' = \nu_{5\text{center}} + F_{\text{fit}} + B_{\text{fit}} J'(J'+1) - D_{\text{fit}} J'^2 (J'+1)^2$$

を使い、Pine&Lafferty (1982) の論文にある実験データのフィッティングで求める。

$$\nu_{5\text{center}} = 2895.67 \text{ cm}^{-1}$$

として、Radeva et al. (2011) で用いられているフィッティング結果を採用した。

3. 4 遷移確率と g ファクター

エタン分子の ν_5 遷移は、以下の選択則に従う。(Herzberg 1945)

1. もし $K'' \neq 0$ ならば $\Delta K=0$ で $\Delta J=0, \pm 1$
2. もし $K'' = 0$ ならば $\Delta K=0$ で $\Delta J=\pm 1$

先に述べた通り、torsional hot band の輝線はとて小さいので無視して考える。

積分したバンドの輝線は、

$$S(\nu_5) = \frac{S_{\nu_5}(T) \times T}{273.15 \times L} \text{ cm}^{-1} \text{ (molecule cm}^{-2}\text{)}^{-1} \text{ である。}$$

ここで、 $T_{ref} = 295K$, $L=2.68676 \times 10^{19}$ (molecule / cm^3)

$$S_{\nu_5}(T) = \frac{S_{\nu_5}(T_{ref}) \times Z_{vib}(T_{ref}) \times T_{ref}}{Z_{vib}(T) \times T} \quad (cm^{-2} \text{ atm}^{-1})$$

より、

$$S_{\nu_5}(T_{ref}) = \frac{S_{\nu_5}(T_{ref}) \times Z_{vib}(T_{ref})}{Z_{vib}(T_{ref})}$$

を用いる。

Dang-Nhu et al. (1984)は、エタンの吸収スペクトルを調べてバンド強度を求めている。私たちは、その値を基に、それぞれの遷移の吸収スペクトルの強度(S_{line})を以下の式で求めた。

$$S_{line} = \frac{\nu_{line}}{\nu_5} \frac{S_{\nu_5}(T_{rot}) g'' (1 - e^{-hc\nu_{line}/(kT_{rot})}) e^{-hcE''/kT_{rot}}}{Z_{rot}} F_{HW} F_{HL}$$

ここで、 ν_{line} は1つの吸収線のエネルギー差($E' - E''$)である。 $K'' < 15$, $J'' < 40$ の条件のもと計算を行った。また、

$$F_{HW} = (1 + \alpha K'' \Delta K + \beta \Delta J (J'' + \frac{1}{2} + \frac{\Delta J}{2}))^2$$

$$\Delta K=0, \quad \beta=0.0048 \quad (\text{Dang-Nhu } 1984)$$

であり、 F_{HL} は以下の条件で決定する。

1. もし $\Delta J = +1$ ならば $F_{HL} = \frac{(J+1-K)(J+1+K)}{(J+1)(2J+1)}$
2. もし $\Delta J = 0$ ならば $F_{HL} = \frac{K^2}{J(J+1)}$
3. もし $\Delta J = -1$ ならば $F_{HL} = \frac{(J-K)(J+K)}{J(2J+1)}$

次に、光子が1秒間に上の状態から下の状態に落ちる確率であるアインシュタインA係数を求めると次式のようになる。

$$A_{ul} = \frac{8\pi\nu_{line}^2 Z_{tot}(T_{rot}) S_{line}}{I_a g' (1 - e^{-hc\nu_{line}/(kT_{rot})}) e^{-hcE''/kT_{rot}}}$$

ここで、 $I_a=0.97699$ (同位体組成比)、 g' は上のレベルの統計重率である。

最後に、分子1個あたりの光の量(g ファクター)を求める。まず g ファクターを求めるには、分子が上のレベルに何個あるか (N) を知る必要がある。いま、1秒間あたり、分子が太陽光を受

け励起する数と、それが基底状態に落ちてくる数が等しいこと（定常状態）を仮定する。温度が 100K 程度のコマ中では、分子同士の衝突によって遷移が起きるのは基底振動状態内のみ（J' の変化のみ）である。よって基底振動状態ではボルツマン分布を仮定する。N'' は基底振動状態中の回転レベルにおける分子の個数で

$$N'' = Z_{\text{tot}}(2J+1)g \times \exp(-E / kT_{\text{rot}})$$

である。また、定常状態の仮定より、

$$N \times \Sigma A_{ul} = \Sigma N'' \times B_{lu} \times \rho \text{ (太陽フラックスの強度)}$$

となるので、振動励起状態中のあるレベルにおける分子存在数 N は

$$N = \frac{\Sigma(N'' \times B \times \rho)}{\Sigma A_{ul}}$$

と得られる。こうして、特定の遷移について

$$g \text{ ファクター} = N \times A_{ul}$$

が得られる。

以上では g ファクターは彗星の日心距離が 1 AU の時を仮定して考えていたが、分子に入射する太陽フラックス強度は、日心距離の 2 乗に反比例する。そのため、日心距離の 2 乗に逆比例するスケーリングを行って用いることにする。

3. 5 Haser モデル

ひとたび g ファクターが求まると、観測された領域（コマ中の一部分）に含まれる分子の個数が求められる。ここに Haser モデルを適用し、コマ全体の分子の個数を導く。Haser モデルとは最もシンプルな彗星のガスの生成モデルである。太陽光をうけた彗星核からは分子が昇華される。この分子を親分子という。親分子が太陽光で光解離をした分子を娘分子、続いて娘分子が光解離したものを孫分子という。Haser モデルでは、

- ある分子からはただ 1 種類の分子が生成される
- ある分子はただ 1 種類の分子から生成される
- 光解離過程で運動の方向は変わらない

と仮定する。

分子の生成率 Q、分子の寿命 τ より $Q \times \tau$ はコマ全体の分子の個数を表している。よって $Q = (\text{コマ全体の分子の個数}) / (\text{分子の寿命})$ である。エタン分子と水分子の生成率 Q を求め、比をとることで、彗星氷中の存在比が分かる。

4 結果

ダストの太陽光反射成分を除いたスペクトルを以下の図に示す。横軸は波長[Å]、縦軸はフラックス密度[erg/cm²/s/Å]、赤い線はノイズレベルである。それぞれの分子の生成率と H₂O に対する組成比の求め、表に示した。H₂O 及び CH₄ は KL2 の値、C₂H₆ は ν_5 バンドの値を使用した。さらに、過去の文献の結果と比較し図に示した。分子の典型的な値を Villanueva et al (2011b), Mumma & Charnly (2012) から参照し、それぞれ分子名の下に記す。矢印は上限値を表している。

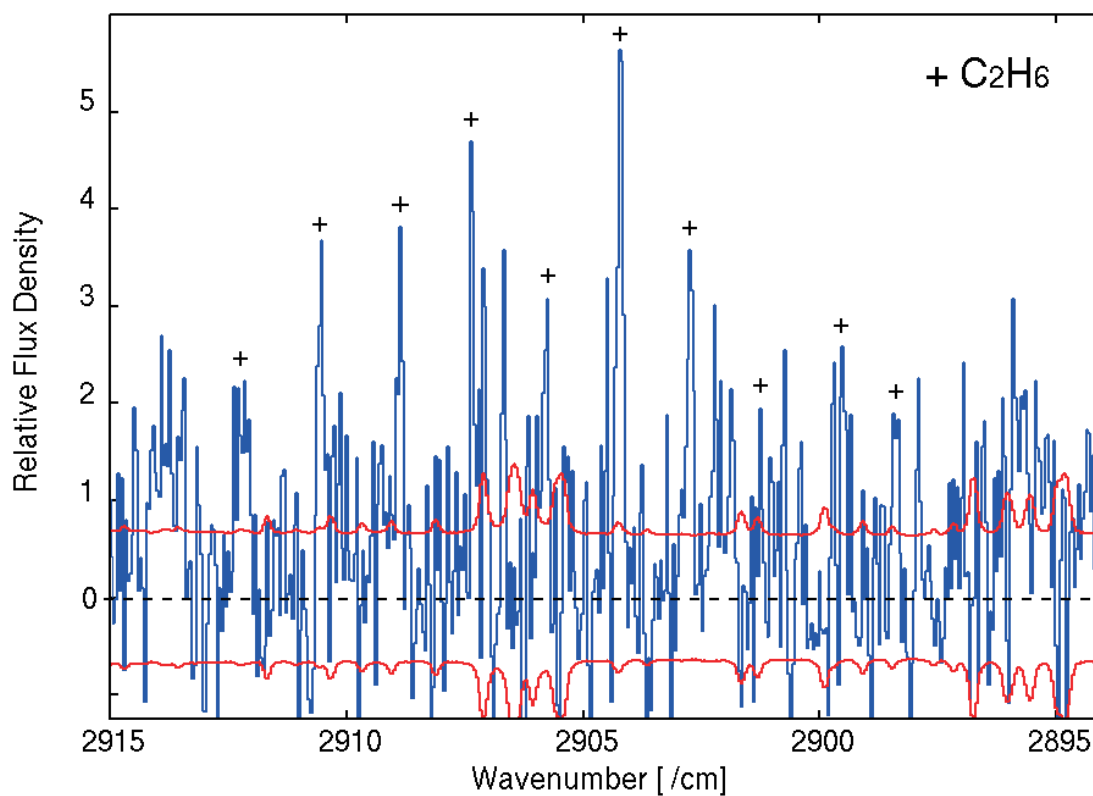
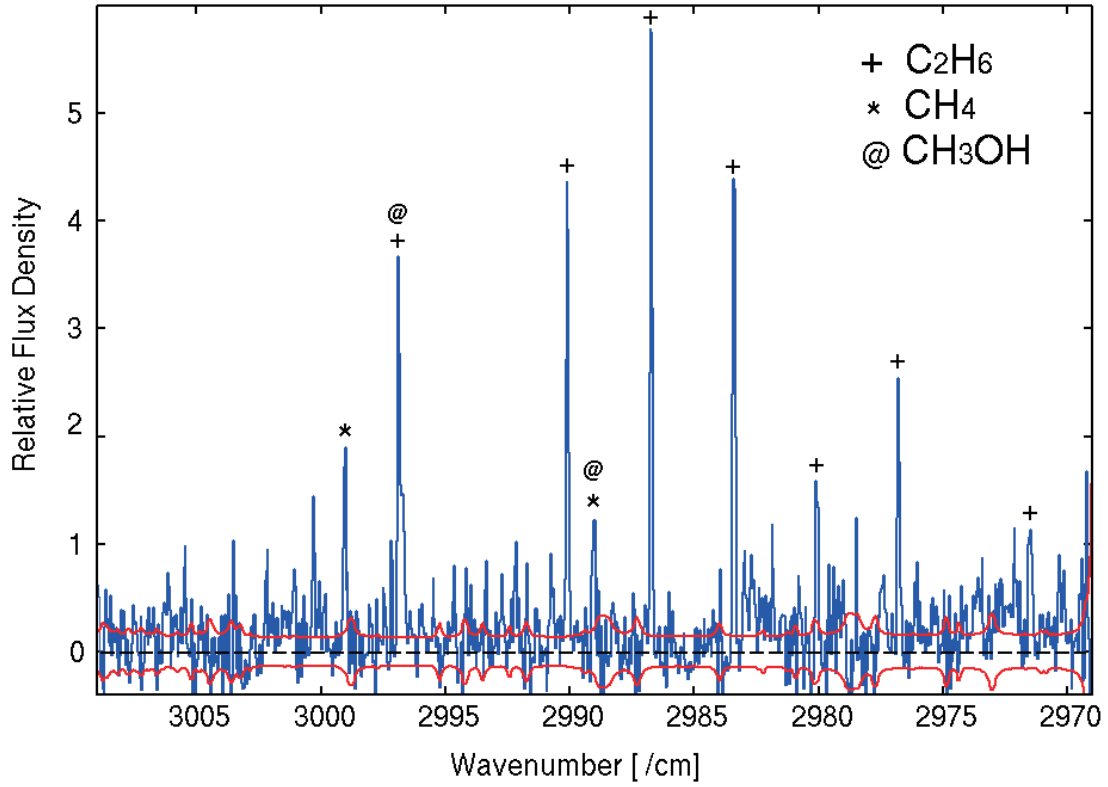
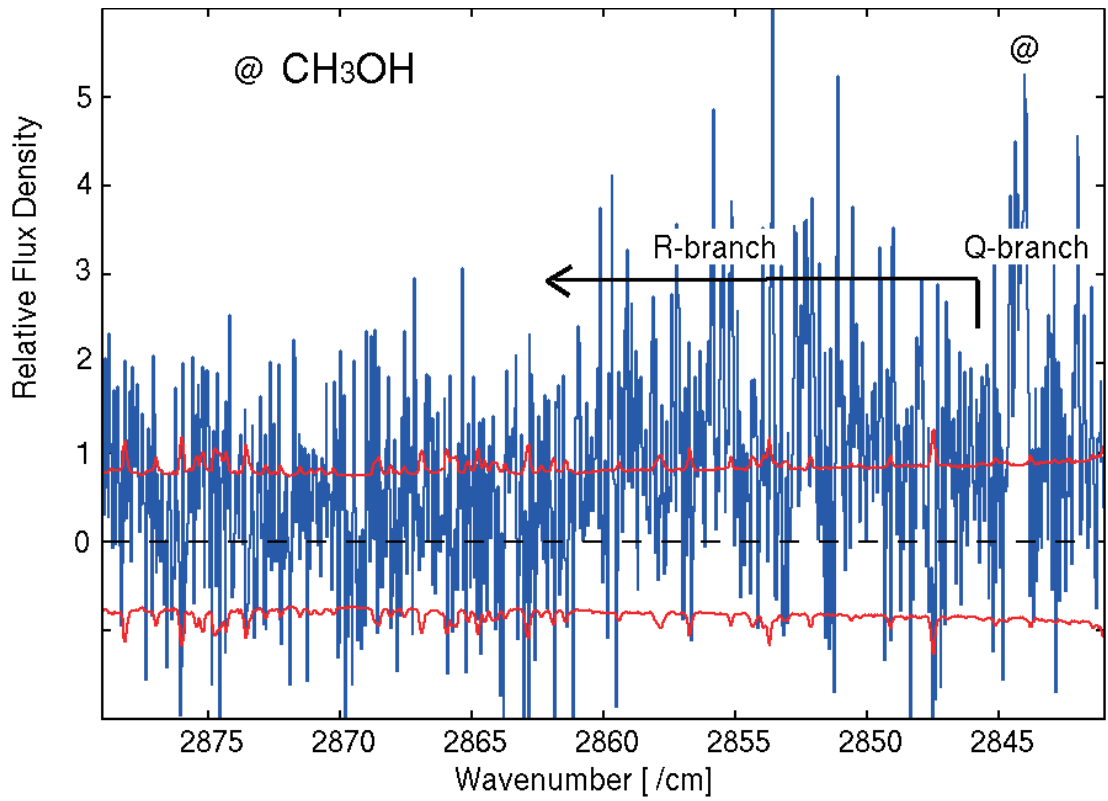


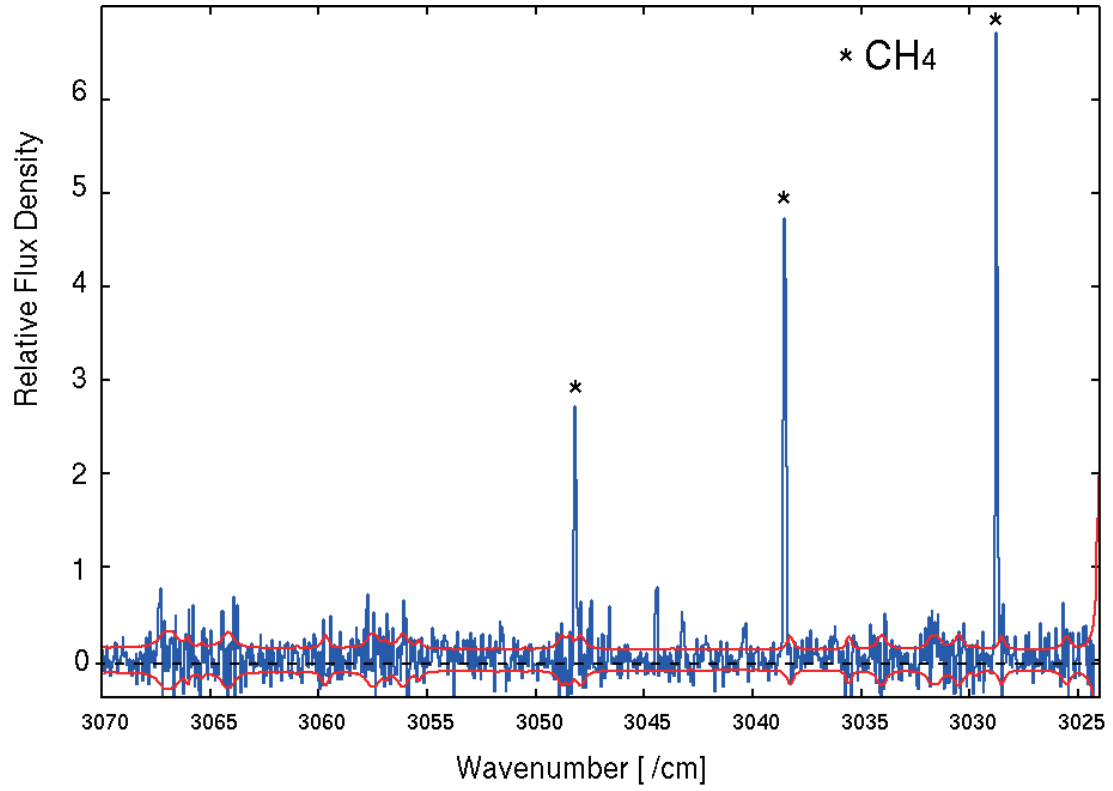
図 4.1 : C₂H₆



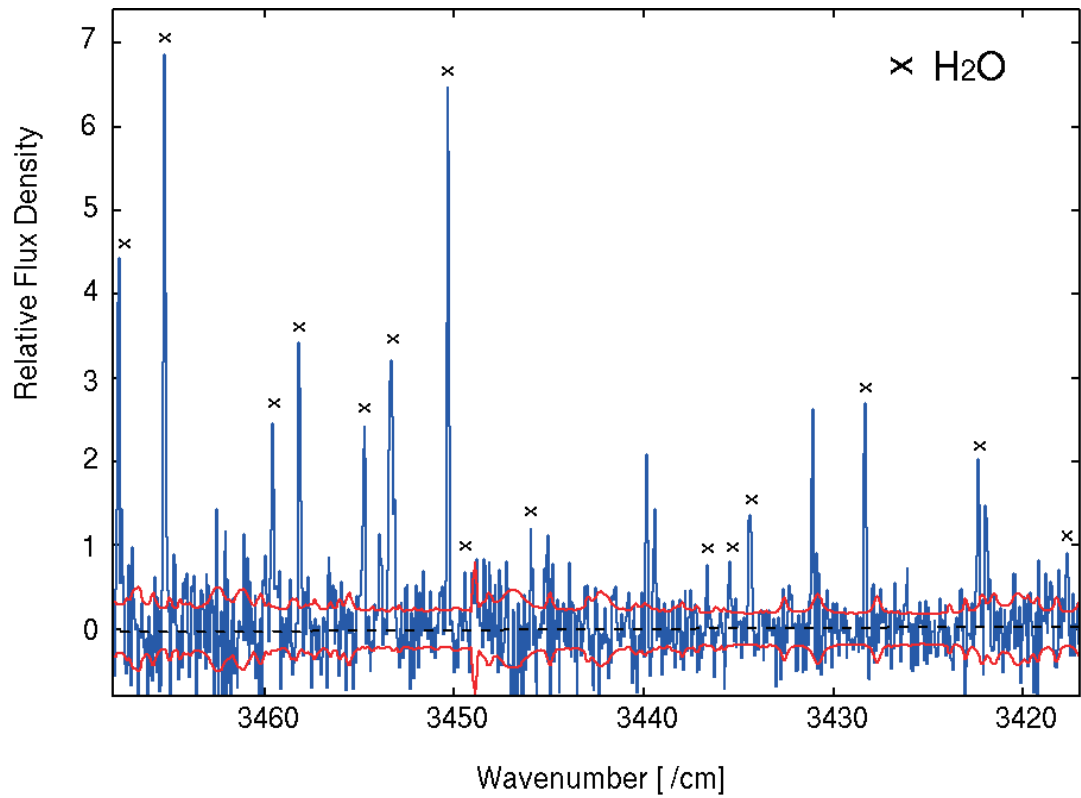
☒ 4. 2 : C₂H₆, CH₄, CH₃OH



☒ 4. 3 : CH₃OH



☒ 4. 4 : CH₄



☒ 4. 5 : H₂O

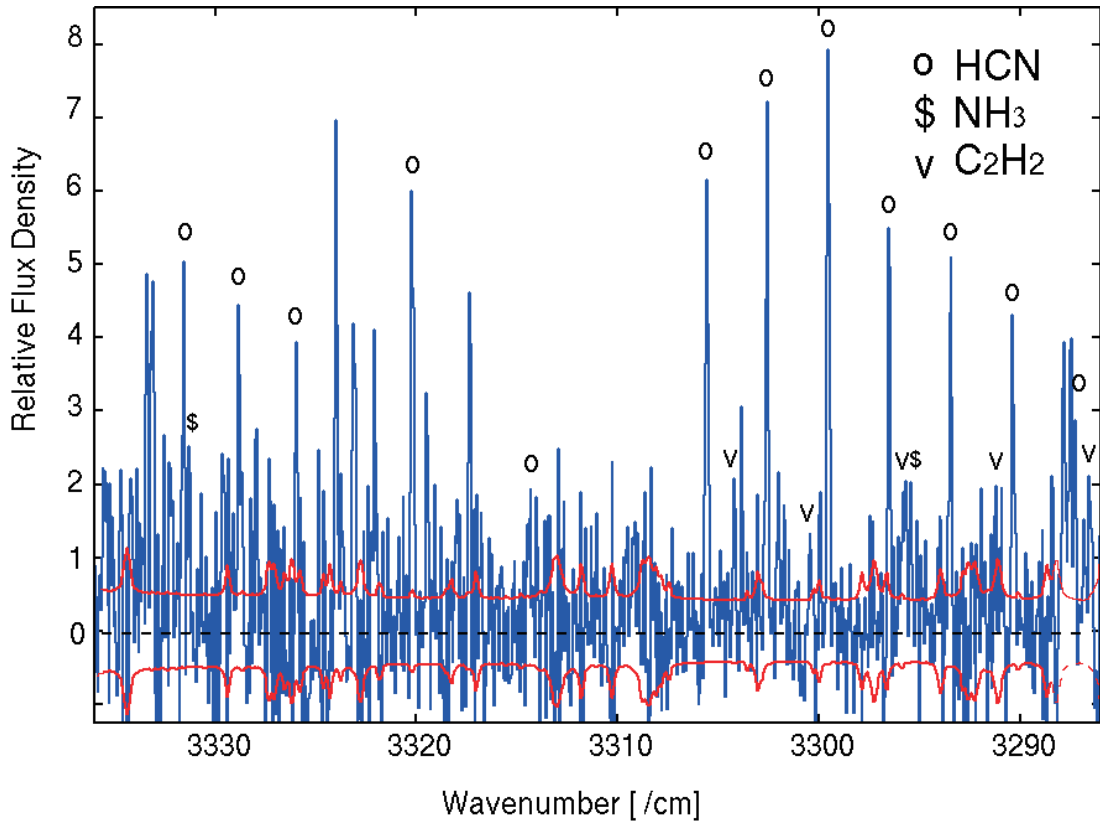


図 4.6 : HCN, NH₃, C₂H₂

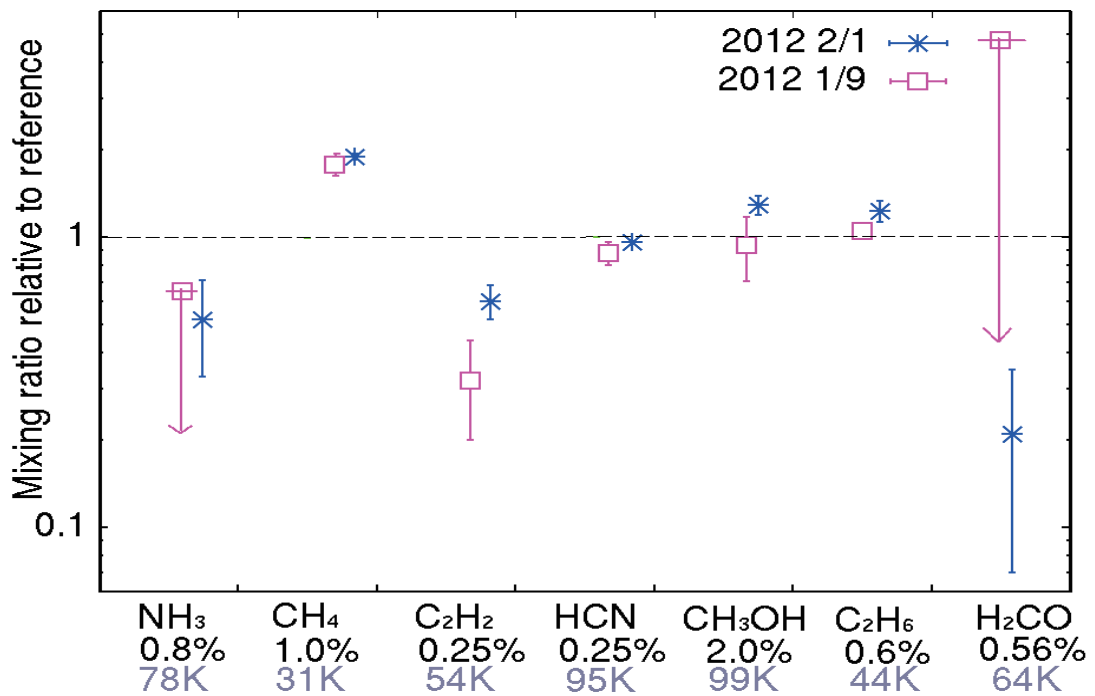


図 4.9 : Garradd 彗星の氷組成比

表 4.7 : 1 月 9 日の生成率と組成比

	生成率 ($\times 10^{26}$ molecule/s)	組成比(%)	回転温度(K)
H ₂ O	642 \pm 18.9	100	67 ⁺³ ₋₂
NH ₃	<1.11	<0.52	(67)
CH ₄	11.4 \pm 0.89	1.78 \pm 0.15	(67)
C ₂ H ₂	0.51 \pm 0.21	0.08 \pm 0.03	(67)
HCN	1.42 \pm 0.09	0.22 \pm 0.02	46 ⁺⁵ ₋₄
CH ₃ OH	9.53 \pm 2.36	1.88 \pm 0.47	(56)
C ₂ H ₆	4.04 \pm 0.76	0.63 \pm 0.04	67 ⁺¹⁶ ₋₁₃
H ₂ CO	<5.71	<2.67	(67)

表 4.8 : 2 月 1 日の生成率と組成比

	生成率 ($\times 10^{26}$ molecule/s)	組成比(%)	回転温度(K)
H ₂ O	751 \pm 11.0	100	63
NH ₃	3.14 \pm 1.09	0.42 \pm 0.15	(63)
CH ₄	14.2 \pm 0.23	1.89 \pm 0.04	64 ⁺⁹ ₋₇
C ₂ H ₂	1.10 \pm 0.14	0.15 \pm 0.02	(63)
HCN	1.77 \pm 0.06	0.24 \pm 0.01	53 ⁺⁴ ₋₂
CH ₃ OH	14.5 \pm 1.10	2.58 \pm 0.20	(61)
C ₂ H ₆	5.56 \pm 0.42	0.74 \pm 0.06	50 ⁺¹⁰ ₋₅
H ₂ CO	0.93 \pm 0.64	0.12 \pm 0.08	(63)

5 議論とまとめ

H₂O の生成率(図 5. 1)に注目すると、本研究では先行研究のものに比べ日心距離が近いにも関わらず、生成率が減っていることが分かる。すなわち、私たちが観測した近日点通過後(1月9日, 2月1日)と、先行研究である近日点通過前(9月20日)を比べると、私たちの方が日心距離は小さいにもかかわらず、先行研究の方が H₂O の生成率が多い。この理由は、先行研究でも述べられていたように、近日点通過前の日心距離が遠い所での観測においては、H₂O の氷粒が核から放出されており、それらの氷粒がコマの中で二次的に昇華をしていたからだと考えられる。つまり、核からの H₂O 昇華と、コマ中の氷粒からの H₂O の昇華の両方が起こっていたと考えられるのである。特に、先行研究における観測では、氷粒が観測領域(スリット内)で全て昇華しきれていなかったため、見かけ上、各種分子の組成比が典型的な値より大きくなった可能性が高い。

次に、私たちの観測において H₂O の生成率を正しく求められているのかについて検討する。すなわち、コマ中での氷粒子からの二次的な H₂O ガス放出があったかどうかを確認する。そのため

に、コマ中での H_2O 分子の分布を調べてみた。図 5.2 の青い線は、観測されたスリット方向にそった H_2O 分子の柱密度分布である。また、赤い線は、水が核からのみ昇華していると仮定している理論曲線である。この結果を見ると、私たちの観測結果とほぼ一致していることが分かる。縦軸は相対輝度、横軸は彗星核からの距離 ρ であり、核近傍で観測と理論曲線の不一致が大きいのは、地球大気によるシーイングの効果で観測結果がボケているためと考えられる。このことは、私たちの観測ではコマ中での H_2O 氷粒の二次的な昇華はなく、正しく、 H_2O ガス生成率を求めることが出来たことを意味している。

次にガスの組成比について考察する。図 4.9 の組成比を見ると、HCN、 CH_3OH 、 C_2H_6 は典型的な彗星とほぼ一致していることが分かる。他にも、 CH_4 は典型的彗星の値より大きな結果となっていることが分かる。また、先行研究の CO の組成比も典型的な彗星の値より大きい結果となっている（先行研究では、 H_2O の観測不足を補正したとしても、やはり CO 組成比は過剰だと述べている）。 CO 、 CH_4 などの超揮発性物質が多いのは、おそらく太陽系円盤の外側の冷たい領域（ $\sim 20\text{K}$ ）で出来たためであると考えられる。それらに比べ、 C_2H_2 や H_2CO は典型的な値より小さい。これらは分子雲中や原始太陽系円盤中で起こった水素原子付加反応によって消費され、欠乏した可能性が考えられる。

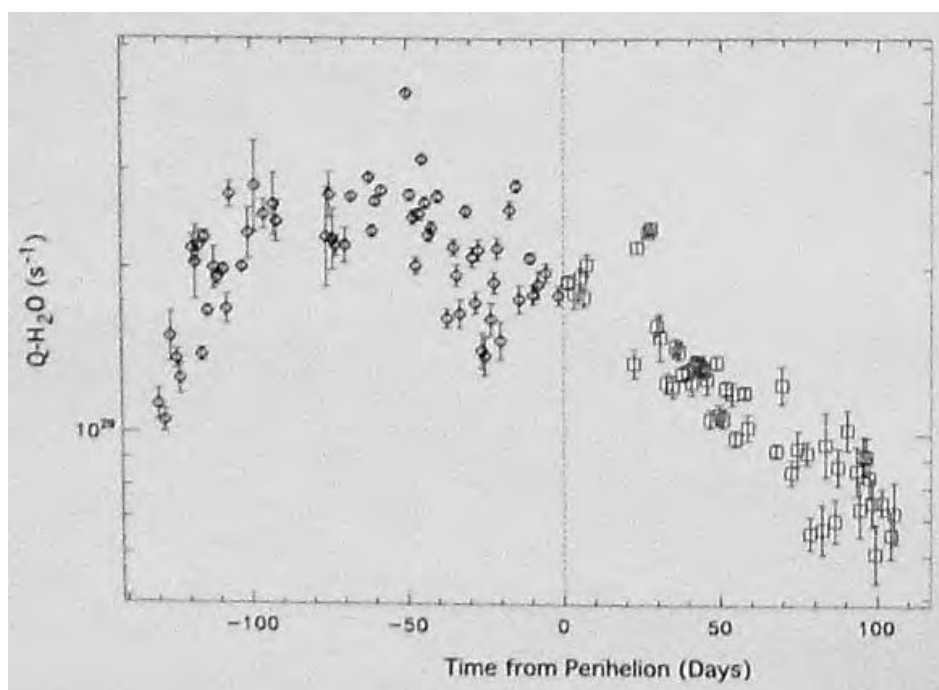


図 5.1 : H_2O の生成率 (Combi et al. 2012)

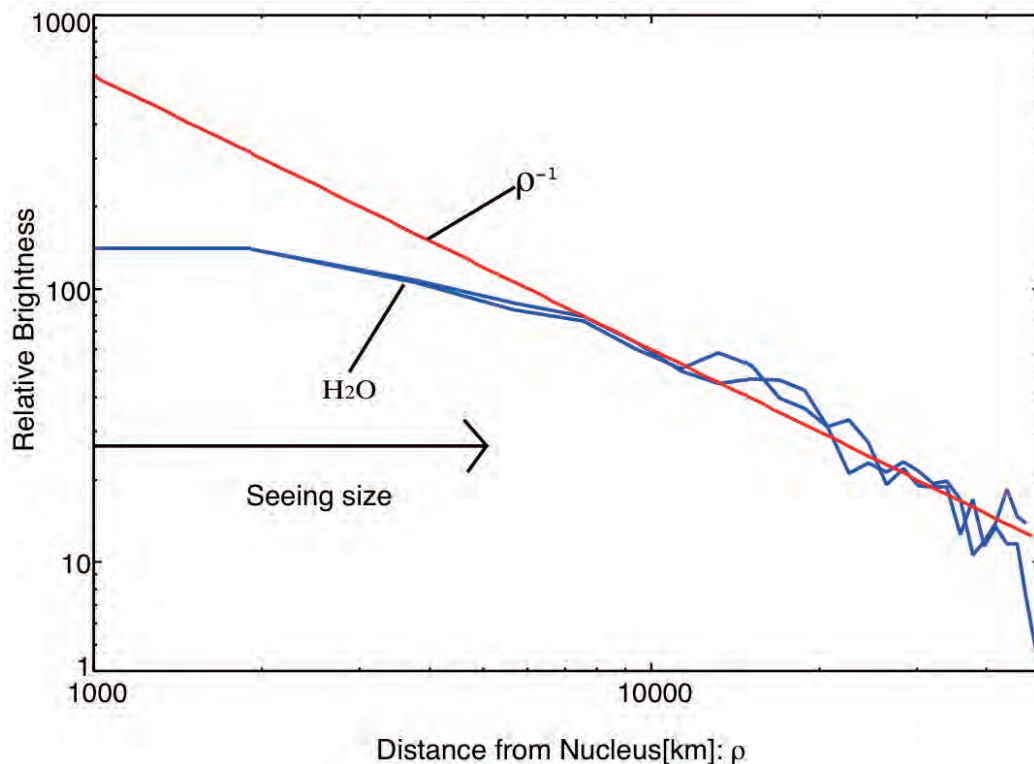


図 5.2 : 2 月 1 日の H₂O の空間分布

以上のことから、本研究では

- ①水の生成率を正しく求め、Garradd 彗星の水の組成比を調べることが出来た。
- ②先行研究では H₂O の氷粒の二次的な昇華を観測していたため、H₂O の生成率が多く見積もられた。
- ③CO、CH₄ の組成比が大きいことから、Garradd 彗星は太陽系円盤の外側の冷たい領域で形成されたと考えられる。

と結論できる。

本研究の目的は、Garradd 彗星が形成された環境について議論することであった。観測の結果、この彗星は太陽系円盤の比較的外側の冷たい領域で出来たと推測される。今後は、この彗星が低温環境で形成された、他の証拠についても調べてゆく予定である。例えば、H₂O に対する重水素比の調査である。重水素は低温の星間分子雲中で濃縮されるため、重水素比が大きければ低温環境で出来た証拠となる。

参考文献

G. L. Villanueva et al. 2012, “A multi-instrument study of comet C/2009 P1 (Garradd) at 2.1 AU (pre-perihelion) from the sun” *Icarus*, 291- 295

L. Paganini et al. 2012, “The chemical composition of CO-rich comet C/2009 P1 (Garradd) at Rh = 2.4 and 2.0 AU before perihelion” *Astron. J.*, 748:L13

M. J. Mumma & S. B. Charnley, 2011, "The chemical composition of comets- emerging taxonomies and Natal Heritage" *ARA&A*, 49:471-524

Radeva, Yana L et al. 2011, "A Newly Developed Fluorescence Model for C₂H₆ ν 5 and application to Cometary Spectra Acquired with NIRSPEC at Keck II"

Combi.M et al. 2012, private comm.

Whipple. F. L. 1950, "A comet model. 1. The acceleration of Comet Encke" *Astrophysical Journal*, vol. 111, 375 - 394

Morbidelli, A. 2005, "Origin and Dynamical Evolution of Comets and their Reservoirs", eprint arXiv:astro-ph/0512256.

『彗星観測ハンドブック 2004』, 高校生天体観測ネットワーク (Astro-HS), 渡辺潤一 編集 (2013, 株式会社アストロアーツ)

C) 共生星・新星・超新星など時間変動天体の観測

分担研究者：新井、磯貝、池田、新崎(RA)

概要

惑星系構成物質の化学組成を決めているいくつかの要因のうち、宇宙における物質化学進化の重要な一端を担うのが、晩期型星や新星、超新星などによる質量放出である。こうした天体は時間的な変動を示し、大望遠鏡での細やかなフォローアップが難しい。我々は、平成21年度までは学内に設置済みであった28cm望遠鏡と小型分光器を用いた観測を行い、平成22年度以降は小型分光器を1.3m望遠鏡に仮設置して用いてきた。その成果は、既に国際天文学連合の回報によって国際的にも発信された。一方、いくつかの観測については、学会等での発表を行っている。しかし、この小型の分光器はあくまで仮設置されたものであり、現状では望遠鏡の性能をフルに発揮できていない。そのため平成22年度には、1.3m望遠鏡に最適化した分光器の開発を行い、これを設置した。この分光器は波長分解能 ~ 10000 の分光機能と同時に直線偏光度の測定が可能な観測装置であり、星周円盤などの星周囲構造を探る上で極めて強力なツールとなっている。現在、こと座 β 星の観測などを継続的に行っている。明るい新星が出現した際には、新星爆発の際の放出物の非対称構造を探ることが可能であり、非常に興味深い結果が期待されている（現在のところ、二色同時撮像装置と交替で望遠鏡に設置しており、当該装置を設置中には明るい新星は現れていない）。以下では、新星および矮新星に関する成果について報告する。

可視光・2色同時撮像装置 ADLER による

WZ Sge 型矮新星の観測研究

1 イントロダクション

1. 1 矮新星とは?

矮新星とは、白色矮星と晩期型星からなる近接連星系の一種である。連星とは、2 つ以上の恒星またはその進化の終末天体(白色矮星、中性子星、ブラックホール)が、万有引力によってお互いに引き寄せられ合い、系の共通重心の周りを公転している天体のことである。

近接連星系とは、連星をなす星同士の距離(=連星間距離)が近いため、長い恒星進化の間に星同士で質量(ガス)の移動が起こる連星系のことである。質量の移動が起きることで、連星をなす星は単体で存在した場合とは異なる進化をする。この進化経路は連星間距離と連星をなす星の質量比によって異なり、多種多様な天体現象を引き起こしている。

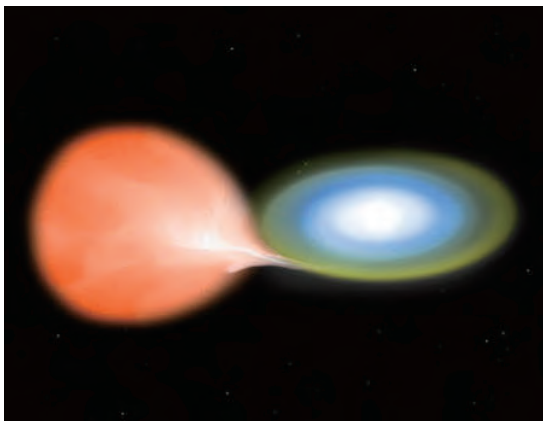


図 1: 矮新星の想像図 (Credit: NASA/CXC/M. Weiss)

矮新星は連星間距離が非常に小さく、晩期型星がロッシュローブ(=晩期型星に束縛される重力ポテンシャルの境界面)を満たしている。このロッシュローブを満たした晩期型星から星自身を構成するガスが白色矮星へ流れ込むが、角運動量を持つため白色矮星に直接流れ込まず、その周囲に降着円盤を作る(図 1)。

この矮新星の観測的特徴の一つとして、数十日程度の静穏期間を経て突然増光するアウトバースト現象がある。このアウトバースト現象は、降着円盤内の熱的不安定性が原因であると現在では考えられており、この考えは広く受け入れられている(e. g. Hoshi 1979)。図 2 は熱的不安定性モデルでのリミットサイクルの模式図である。横軸は降着円盤の面密度、縦軸は質量降着率である。この不安定性モデルでは、伴星からの質量輸送率が、図中の cold と hot の線の間位置

する場合、伴星から流入するガスは低温状態(中性水素ガス)の円盤の質量輸送率よりも大きいため、円盤に貯まり続け、降着円盤の面密度と円盤内での質量降着率が増加していく。面密度がある閾値を超えると、低温円盤での安定状態を維持できなくなり、低温から高温(電離水素ガス)へ遷移する。高温円盤の質量降着率は、伴星からの質量輸送率よりも大きいため、今度は円盤内のガスは減少していき、面密度も質量降着率も減少していく。面密度がある閾値より小さくなると、高温円盤の安定状態を維持できなくなり、また低温円盤へ遷移する、というサイクルを繰り返す。低温円盤が静穏時の状態を表しており、高温円盤がアウトバースト時の状態を表している。

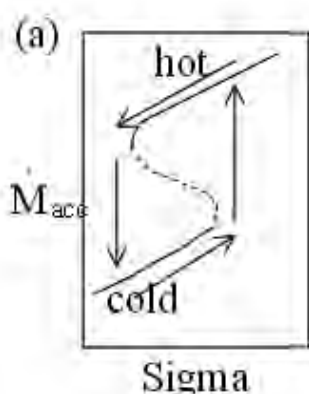


図 2: 熱的不安定性モデルによるサイクルの模式図 (Fig. 1(a) in Osaki 2005)

降着円盤は矮新星以外の天体(原始星、活動銀河核など)でも形成されるごく一般的な天体現象である。この降着円盤の研究に矮新星は適している。その理由として

- 1: 地上の望遠鏡で観測可能な可視光で降着円盤を観測できること
- 2: 降着円盤に由来した変動現象のタイムスケールが短く、観測がしやすいことが挙げられる。

1. 2 WZ Sge 型矮新星とは?

WZ Sge 型矮新星とは、矮新星の中でも軌道周期の短い(3 時間未満)SU UMa 型矮新星とよばれる天体のサブグループである。

SU UMa 型矮新星は、通常のアウトバースト以外に、スーパーアウトバーストと呼ばれる増光を示す矮新星である。このスーパーアウトバーストは通常のアウトバースト(持続時間:約 2-3 日)よりも持続時間が長く(約 10 日)、増光幅(=静穏時と極大時との等級差)も 1 等級程度大きく、さらにスーパーハンプと呼ばれる振幅が 0.2-0.4 等級で変動周期が連星系の軌道周期よりも数%長い短時間変動現象を示すことが知られている(Warner 1985)。

このスーパーアウトバーストの原因として、降着円盤の潮汐不安定性モデルが有力視されている(Whitehurst 1988; Osaki 1989)。このモデルでは、アウトバーストによって降着円盤が、軌道周期と円盤中のガスの回転周期の比が 3:1 となる半径(3:1 共鳴半径、円盤中心の白色矮星からの距離が、連星間距離の約 0.48 倍)付近まで広がった結果、降着円盤中のガスの軌道が不安定とな

り、円盤が円から楕円にその形状を変化させる。この離心楕円円盤は慣性系に対してゆっくりと回転し、長軸が伴星に近づいた時に伴星からの潮汐力をより強く受けた結果、伴星による角運動量抜き取り効果によって質量降着がより強まる。この潮汐不安定性を熱的不安定性に追加したモデル(熱-潮汐不安定性モデル)は、SU UMa 型矮新星で観測されるスーパーアウトバーストの振幅の大きさ、継続時間の長さ、スーパーハンプの周期の特徴すべてを無理なく説明できる。

WZ Sge 型矮新星は、SU UMa 型矮新星の中でもさらに軌道周期が短いグループに属している。この WZ Sge 型矮新星の特徴として、(1) 静穏期間が非常に長い(約 10 年)こと、(2) アウトバーストの増光幅が大きい(6-8 等級)こと、(3) アウトバーストの初期に、早期スーパーハンプと呼ばれる変動現象を示すこと、(4) スーパーアウトバースト終了後に再び増光する「再増光現象」を示す天体があること、が挙げられる。WZ Sge 型矮新星は静穏期間が長いこと、アウトバーストの観測例が十分でなく、(3)の早期スーパーハンプと(4)の再増光現象については、未解明の謎として残されている。

早期スーパーハンプの起源としては、2:1 共鳴(Osaki & Meyer 2002)によって引き起こされた潮汐散逸によって励起された2つの腕状構造が提案されている。他に、潮汐力による円盤の変形に基づいたモデルも提案されている(Smak 2001; Kato 2002; Ogilvie 2002)。最近では、Matsui et al. (2009)が WZ Sge 型矮新星 V455 And の多色同時測光観測で、早期スーパーハンプの極大時に色が赤くなっていることを発見し、その光源として円盤外縁部で鉛直方向に広がった低温領域の可能性があることを主張している。

再増光現象は、SU UMa 型矮新星の熱-潮汐不安定性モデルでは説明が出来ない。このモデルは、スーパーアウトバースト終了時に円盤内のガスは最も少なくなっていることを予測する。この再増光現象のメカニズムとして、Hameury et al. (2000)はアウトバーストによって増光した円盤によって伴星が照らされた結果、伴星からの質量輸送率が一時的に増大したために起きたとする説を提案した(EMT 説)。一方、Osaki et al. (2001)はアウトバースト終了後も円盤内の粘性が高い状態を維持し、かつガスが円盤外縁部から供給されれば(Kato et al. 1998; Kato et al. 2004)再増光現象が起こることを指摘した。Hellier (2001)は、WZ Sge 型矮新星のように極端に質量比が小さな系では、3:1 共鳴半径と連星の潮汐切断半径(=潮汐力によって白色矮星を回転する安定した軌道が存在しなくなる半径)との間に十分なガスが蓄えられる可能性を示唆した(mass reservoir 説)。しかしながら、この mass reservoir 説を支持する観測的証拠はまだ十分に得られていない(Uemura et al. 2008; Kato et al. 2008)。

我々は、WZ Sge 型矮新星の早期スーパーハンプと再増光現象の解明を目的として、2色同時撮像装置 ADLER (図 3)を用いての観測を試みた。その結果、EZ Lyn と OT J012059.6+325545 の2天体のアウトバーストの観測に成功した。その結果を以下で報告する。

2 観測研究結果

2. 1 EZ Lyn

EZ Lyn は、スローンデジタルスカイサーベイ(以下 SDSS)で発見された矮新星(Szkody et al. 2006)である。この天体は2006年に初めてのスーパーアウトバーストが確認され、その時の観測により、WZ Sge型矮新星であることが確認された(Pavlenko et al. 2007)。2006年のアウトバーストでは、11回の再増光が観測されており、再増光現象の研究に適した天体である(Pavlenko et al. 2007; Kato et al. 2009)。この天体は、2010年9月18日に増光していることが報告された。我々は報告されたその夜から観測を開始し、2011年1月7日までの間に計16夜、撮像観測を行った。観測は全てSDSSの g' フィルター(中心波長475nm)と i' フィルター(中心波長763nm)を用いて行った。この天体の観測は神山天文台の低分散分光器 LOSA/F2(図4)でも行い、計6夜の観測を行った。

基本性能諸元



図3: 色同時撮像装置 ADLER

視野: 12分角 x 12分角
CCD chip: E2V CCD CCD42-40
画素: $13.5\mu\text{m}$ 平方, 2048画素 x 2048画素
ゲイン[e/ADU]: 5.43(短波長側)、5.25(長波長側)
読み出しノイズ[e]: 8.4(短波長側)、7.6(長波長側)
冷却: 電子冷却+水冷、 -90°C @室温 30°C
限界等級(60s 露出, S/N=20): 18.2(g'), 17.7(i')
等級

基本性能諸元

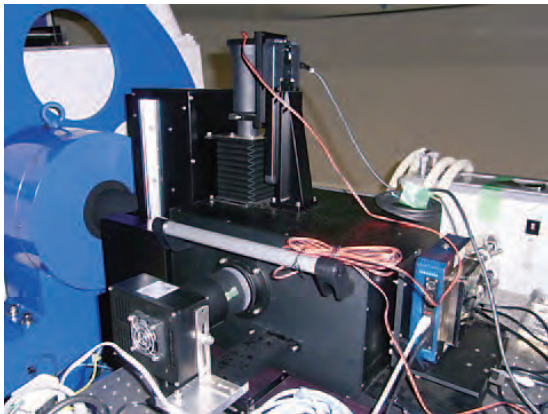


図4: 低分散分光器 LOSA/F2

視野(スリット): 3秒角 x 3分角
波長域: 380-780nm
CCD chip: E2V CCD CCD47-10
画素サイズ: $13\mu\text{m}$ 平方, 1024画素 x 1024画素
ゲイン[e/ADU]: 1.4
読み出しノイズ[e]: 28
波長分解能($\lambda/\Delta\lambda$): ~ 580 @ $\lambda=600\text{nm}$
冷却: 2段電子冷却+水冷 -20°C @室温 30°C
限界等級(3600s 積分, S/N=30): ~ 16 等級

2. 1. 1 明るさと色の長期的な変動

図5はEZLynの光度曲線と色($g' - i'$)の時間変化を表している。各バンドの等級は一晩に撮像したフレームを平均した後に測光して求めた一晩平均等級である。上図が光度変化を、下図が

色変化を示している。横軸は極大光度からの経過日数である。図中の I は早期スーパーハンプが、II はスーパーハンプが、III は急速減光が、IV は再増光現象が、V はゆるやかな減光が、それぞれ観測された期間を示している。Q は 2006 年の増光前に SDSS で観測された等級 (DR8) を示している。この等級が静穏時の EZ Lyn の光度を示すと考えられる。2010 年のスーパーアウトバーストでは、6 回の再増光が確認されており (Kato et al. 2012)、我々はそのうち 2 回の観測に成功している。

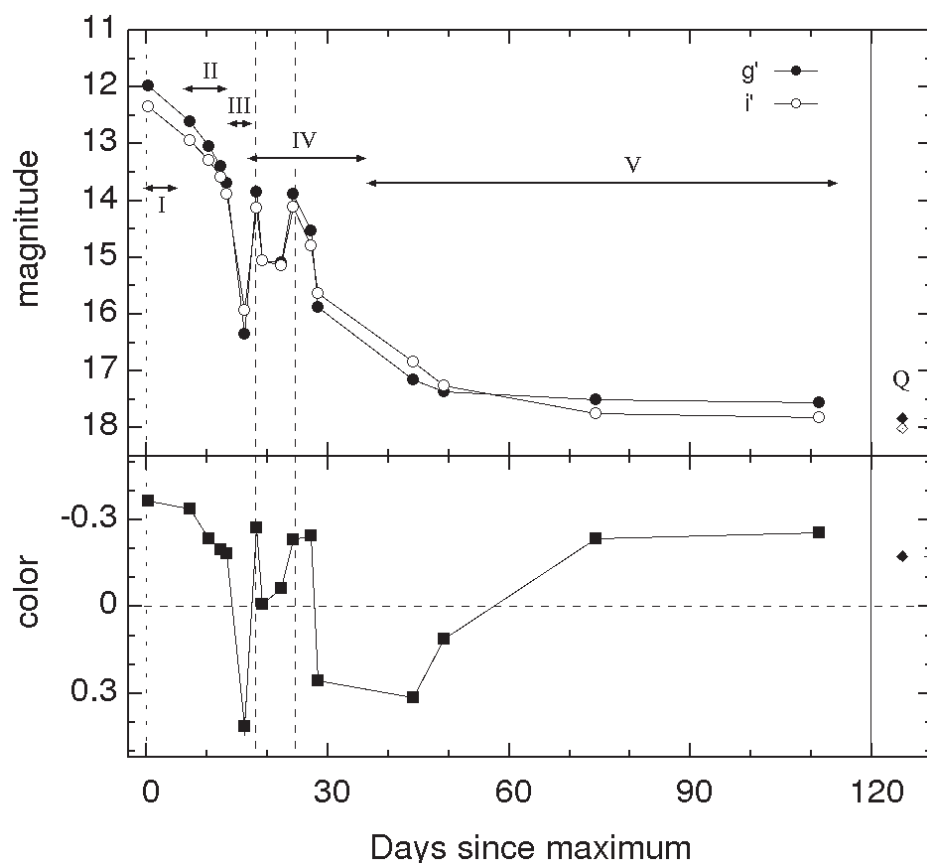


図 5: EZ Lyn の明るさと色の時間変化

光度の極大は 2010 年 9 月 18 日に観測されており、この日からの経過日数を T とする。これは、上図の横軸と同じ定義である。2010 年のアウトバーストの振幅は、 g' で 5.6 等級、 i' で 5.5 等級である。観測は極大から 111 日経過した後までに行っているが、この時点でも静穏時の光度に戻っていない。

I と II の期間では、光度の減少は時間とともに大きくなっている。天体の色は、極大時が最も青く、光度の減少とともに赤くなり、III の急速減光期に最も赤くなった後、IV の再増光期には増光時に青くなる傾向を示し、V のゆるやかな減光期には一旦赤くなった後に徐々に青くなり、 $T=70$ 日以降では静穏時よりも青くなっている。

2. 1. 2 分光スペクトル

図 6 は EZ Lyn の分光スペクトルを時系列に並べたグラフである。上にいくほど時間が経過したスペクトルを表している。横軸は波長で縦軸は連続光の強度で規格化した放射強度である。検出された輝線または吸収線は、 $H\alpha$ と $H\beta$ のみであり、HeI や HeII、Bowen 輝線(波長 464nm 付近)などの高電離輝線は検出されていない。同じ WZ Sge 型矮新星の WZ Sge の 2001 年のスーパーアウトバーストでは、II 期の中盤でも Bowen 輝線が連続光強度に対して 0.1 以上の強さで検出された(Nogami & Iijima 2004)ことと比較して、EZ Lyn の 2010 年のスーパーアウトバーストは規模が大きくなかった可能性が考えられる。WZ Sge の静穏期間が 23 年(Patterson et al. 2002)であるのに対し、EZ Lyn の静穏期間がたった 4 年であった事実はこの可能性を支持する。

図 7 は、 $H\alpha$ 輝線輪郭の時間変化を示している。T=13 の $H\alpha$ 輝線輪郭は明瞭に 2 つのピークを持つ。この特徴的な輝線輪郭は、輝線が主に降着円盤で形成されていることと、この連星系が降着円盤を横から見るような系であることを示している。静穏時においても、 $H\alpha$ と $H\beta$ 輝線は白色矮星起源の幅広い吸収線に加えて 2 つのピークを持つ輝線輪郭を示すことが知られている(Szkody et al 2006)。アウトバースト中でも 2 つのピークを持つ輝線輪郭が観測されたことは、アウトバースト時でも $H\alpha$ 輝線の主な起源が降着円盤であることを意味している。この輝線輪郭の 2 つのピーク間の波長から、ある仮定のもとで降着円盤の半径比を推定することが可能である(2.1.5 節で議論)。

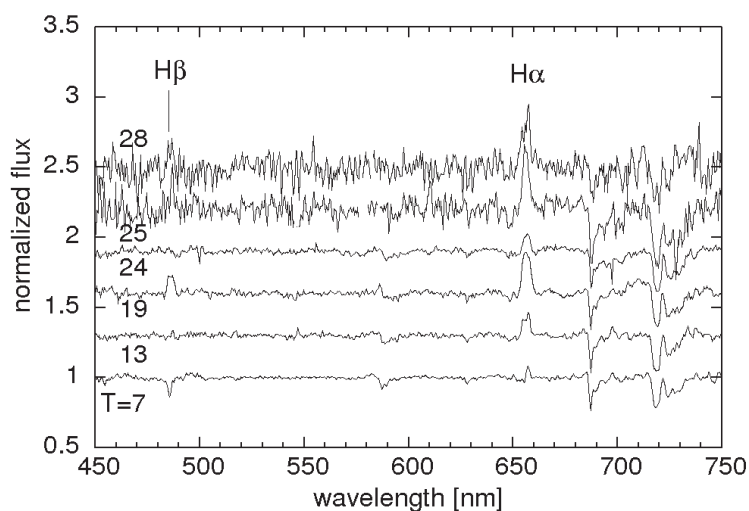


図 6: EZ Lyn の規格化された分光スペクトル

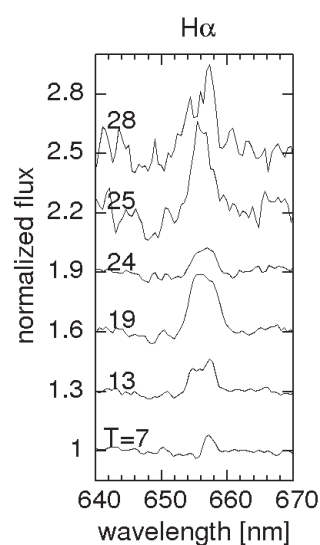


図 7: $H\alpha$ 輝線輪郭

2. 1. 3 放射領域の温度とサイズ

観測された g' と i' の等級を、放射強度に換算した後に黒体放射関数でフィットすることで、放射領域の温度とサイズを推定することが出来る。アウトバースト中の可視域のスペクトルエネルギー (SED) 分布は、1 温度の黒体放射で再現される(Matsui et al. 2009)。降着円盤の標準モデルによれば、降着円盤は外側になるほど温度が低くなることから、観測された可視光の大部分は円盤外縁部から放射されていると考えられる。よって、 g' と i' 等級から推定した放射領域の温度とサイズは円盤外縁部のそれを表す。

図 8 は光度(g' 等級)と、黒体放射の関数フィットで求めた放射領域の温度とサイズの時間変化

である。横軸は極大からの経過日数 T である。放射領域のサイズは、最も光度が減少した $T=111$ の値を基準としている。極大から再増光期までは温度、サイズともに光度に対して正の相関を示している。再増光期後のゆるやかな減少期には、サイズは単調減少である一方で、温度は時間とともに増加していき、 $T=70$ 日以降では静穏時よりも大きくなっている。この時期の温度とサイズの進化は、白色矮星への質量降着が持続していることと、円盤半径がゆるやかに減少していることを示唆している。 $T=111$ には放射領域のサイズは静穏時とほぼ同じ大きさになっている。

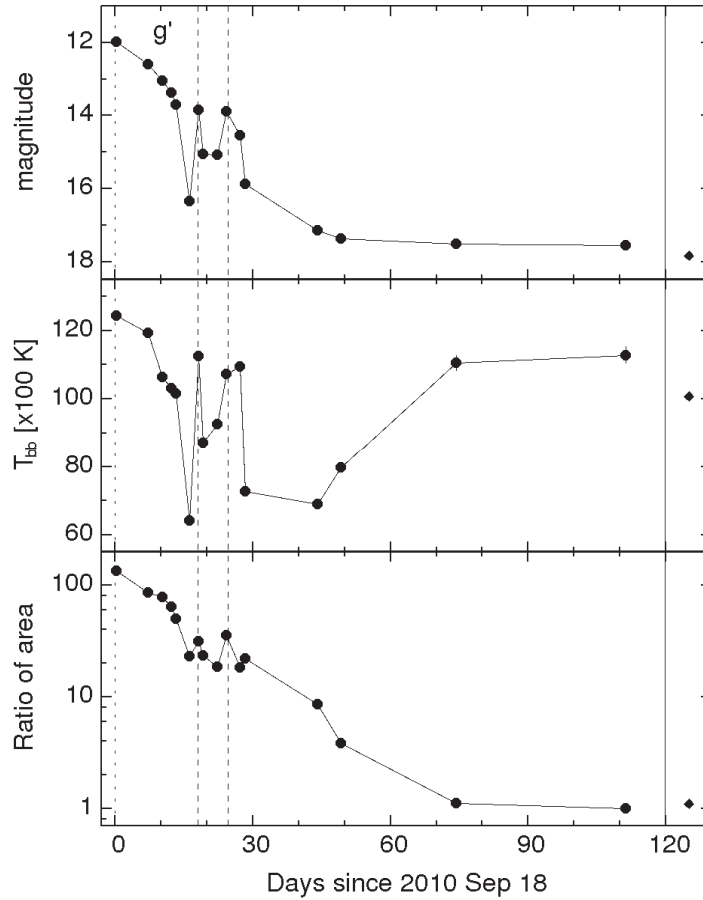


図 8: 光度 (g' 等級) と放射領域の温度、サイズの時間変化

2. 1. 4 円盤半径の時間変化

前節で推定した放射領域のサイズ比を、仮定のもとに円盤半径比(連星間距離 A に対する円盤半径)に換算する。この換算では、放射領域のサイズが(1)円盤半径の二乗に比例すること、(2)極大光度時の円盤半径は 2:1 共鳴半径(約 $0.62A$)である、ことを仮定する。図 9 が円盤半径比に換算したグラフである。比較対象として、再増光現象を示さなかった WZ Sge 型矮新星 V455 And と、 $H\alpha$ の輝線輪郭から推定した円盤半径比を重ねてプロットしている。図中の横線の矢印は、それぞれの天体での急速減光時の値を示している。V455 And の円盤半径比の推定には、Matsui et al. 2009 の観測結果の g' 等級、 I_c 等級を使用しており、推定方法は EZ Lyn と同じである。 $T=0-1$ では g' , I_c バンドの観測が行われていないため、 V バンドと J バンドの結果を用いている。 $T=0$

-1の結果の換算には、 g' 、Ic、V、Jの4バンドで観測が行われたT=2の結果を使用している。VとJで推定した変化量は、 g' とIcで推定した変化量よりも小さくなる傾向がある。図9の円盤半径比のグラフはT=0の値を基準としているため、V455Andの結果は、T>2で全期間 g' 、Icで観測した結果を元に推定した円盤半径比よりも大きくなると考えられる。つまり、図9のV455Andの結果は上限値を表している。一方、Icバンドは i' バンドと波長帯がわずかに異なるものの、その影響はごくわずかで結論は変わらない。

図9は、再増光現象を示さなかったV455Andの方が再増光現象を示したEZLynよりも円盤半径比の減少速度が大きいことを示している。この結果はV455Andの方が質量降着がより効率的に起きていることを意味している。また、急速減光直前の円盤半径比もV455Andの方が小さいことを示している。この結果は円盤が高温状態から低温状態に移した際に、まだ円盤の外縁部に多くの質量が残されていることを意味している。

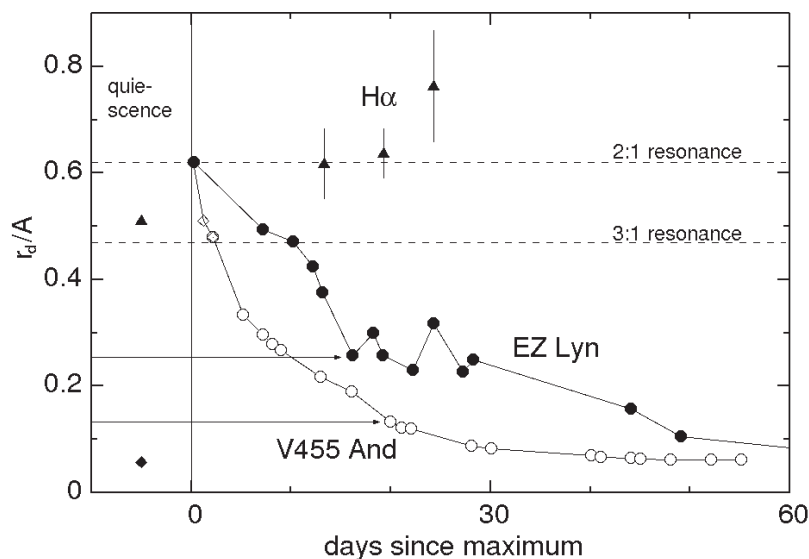


図9: 円盤半径比の時間変化

再増光現象については、2つの競合する説が提唱されている。一つはスーパーアウトバーストの終了時に、円盤の外縁部に質量が残されており、このガスが遅れて降着することで再増光現象を引き起こすという説(mass reservoir)で、もうひとつはスーパーアウトバーストで増光した降着円盤によって伴星が照らされることで伴星からの質量輸送率が増加し、新たに降着円盤に流れ込んできたガスが再増光を引き起こすという説(Enhanced Mass Transfer, EMT)である。伴星から流れ込むガスの持つ角運動量は円盤外縁部のガスが持つ角運動量よりも小さいため、EMT説は再増光前に円盤半径が減少することを予測する。よって、我々の観測結果はEMT説よりもmass reservoir説を支持している。以上の結論は円盤半径比を換算する際の仮定1「放射領域は円盤半径の二乗に比例する」には影響されないが、もうひとつの仮定2「極大時の円盤半径は2:1共鳴半径と一致する」には影響される可能性がある。しかしながら、急速減光直前のV455Andの円盤半径比(0.13)がEZLyn(0.26)より大きくなるためには、V455Andの極大時(T=0)の円盤半径比が1.0より大きくなければいけない。これは降着円盤が連星間距離よりも大きいことを意味

しており、現実に考えられないため、やはり結論に影響を与えない。

2. 1. 5 H α 輝線輪郭から推定した円盤半径比との比較

H α 輝線輪郭の2つのピーク間の波長から、円盤半径を推定することが可能である。この推定には、白色矮星の質量、軌道周期、軌道面傾斜角、連星の質量比を必要とする。軌道周期は測光および分光観測から精度良く求められている(Kato et al. 2009)。質量比はスーパーハンプの周期の軌道周期に対する比と質量比との間に成り立つ経験則から求められている。スーパーハンプの周期は測光観測より精度よく求められている(Kato et al. 2012)。軌道面傾斜角は輝線輪郭の形状やアウトバースト時に食らしき特徴が光度曲線で見られることから約75°(円盤をななめ横から見ている)と推定されている(Kato et al. 2009)。一方で、白色矮星の質量を推定できる観測結果はないため、単体で存在する白色矮星の質量の最頻値(0.6太陽質量)を仮定した。これらの値を用いてH α 輝線輪郭から推定した円盤半径を図9に重ねてプロットしている。H α 輝線から推定したT=13の円盤半径(分光円盤)は、同日の測光から求めた円盤半径(測光円盤)よりも大きい。分光円盤のサイズは仮定した軌道面傾斜角や白色矮星質量に依存するが、分光円盤は光学的に薄いガスを見ており、測光円盤は光学的に厚いガスを見ているので、分光円盤が測光円盤よりもロッシュローブ内の広い範囲まで広がっていることはこれまでの矮新星の描像と矛盾しない。もし本当に分光円盤が測光円盤よりも大きなサイズであったなら、この大きく広がった光学的に薄いガスはスーパーアウトバースト終了時に円盤外縁部に取り残され、再増光現象のエネルギー源となったガスの可能性がある。

2. 2 OT J012059.6+325545

OT J012059.6+325545(以下OTJ0120)は2010年11月30日に板垣氏によって増光状態にあることが発見された天体である。この天体の静穏時の光度は、SDSSのDR8カタログによると $g=20.1$ 等級、 $i=20.5$ 等級である。発見時の光度は12.3等級であったので、増光幅は約8等級に及ぶ。この大きな増光幅により、OTJ0120はWZ Sge型矮新星の新天体候補とされた。我々は増光の報告があった2010年11月30日から観測を開始し、2011年9月23日までの間に計34夜、撮像観測を行った。全ての観測はEZ Lynと同じく、SDSSの g' フィルター(中心波長475nm)と i' フィルター(中心波長763nm)を用いて行っている。

2. 2. 1 光度と色の長期的な変動

図10はOTJ0120の光度曲線と色($g' - i'$)の時間変化を表している。各バンドの等級は一晩に撮像したフレームを平均した後に測光して求めた一晩平均等級で、上図が光度変化を、下図が色変化を示している。横軸は極大光度からの経過日数である。図中のIは早期スーパーハンプが、IIはスーパーハンプが、IIIは急速減光が、IVは再増光現象が、Vはゆるやかな減光が、それぞれ観測された期間を示している。

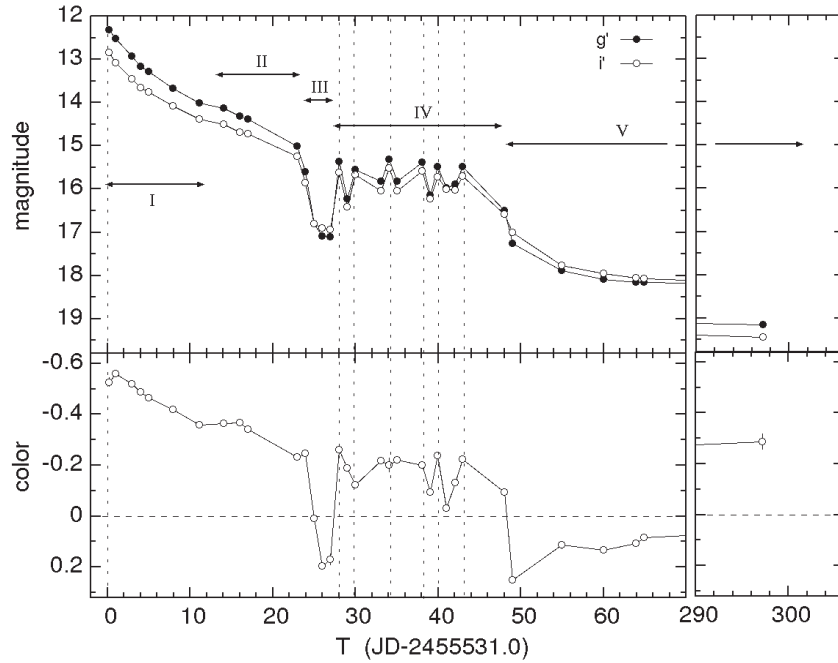


図 10: 一晚平均での光度変化(g' , i')と色変化

光度は観測初日の 2011 年 11 月 30 日に極大で、この日からの経過日数を T とする。これは、上図の横軸と同じ定義である。このアウトバーストの増光幅は、 g' で 6.8 等級、 i' で 6.6 等級である。また、極大から 297 日経過した後の光度は g' で 19.2 等級、 i' で 19.4 等級で、静穏時より約 1 等級明るく、この時点でも系がまだ静穏時の状態に戻っていないことを示す。

I と II の期間では、光度の減少は時間とともに小さくなっている。この傾向は EZ Lyn とは異なっている。天体の色は、極大から 1 日経過後の $T=1$ で最も青く、光度の減少とともに赤くなり、III の急速減光期に一旦赤くなった後、IV の再増光期には例外はあるものの増光時に青くなる傾向を示し、再増光終了後には一旦赤くなった後、ゆるやかな減光期には徐々に青くなっているが、静穏時の色 (-0.43) には至っていない。V で徐々に青くなる傾向は EZ Lyn と一致するが、 $T=297$ でも静穏時より 1 等級程度明るく、色も静穏時より赤い結果は、OTJ0120 のアウトバーストの持続時間が EZ Lyn よりも数倍長いことを示唆している。

2. 2. 2 放射領域の温度とサイズ

EZ Lyn と同様に、観測された g' と i' の等級を放射強度に変換した後に黒体放射関数でフィットすることで放射領域の温度とサイズを推定した。 g' と i' 等級から推定した放射領域の温度とサイズは円盤外縁部のそれを表す。

図 11 は光度 (g' 等級) と、黒体放射関数フィットで求めた放射領域の温度とサイズの時間変化である。横軸は極大からの経過日数 T である。放射領域のサイズは、最も光度が減少した $T=297$ の値を基準としている。極大から再増光期までは温度、サイズともに光度と正の相関となる変動を示している。再増光期後のゆるやかな減少期には、サイズは単調減少である一方で、温度は時間とともに増加している。この時期の温度とサイズの進化は EZ Lyn で見られた進化とほぼ一致しており、「白色矮星への質量降着が持続していること、また円盤半径がゆるやかに減少してい

ること」が少なくとも再増光現象を示す WZ Sge 型で共通の特徴である可能性を示唆している。

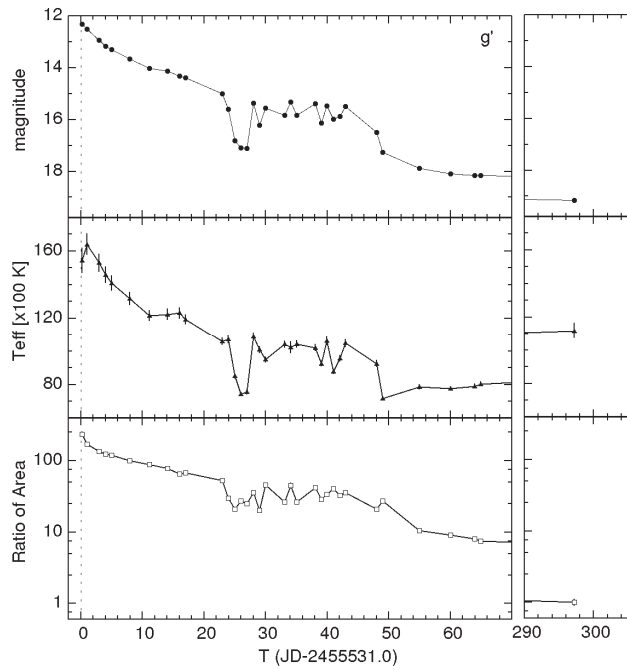


図 11: 光度 (g' 等級) と放射領域の温度、サイズの時間変化

2. 2. 3 円盤半径の時間変化

前節で推定した放射領域のサイズ比を、EZ Lyn で行ったのと同じ手法・仮定を用いて円盤半径比に換算する。この換算での仮定は、放射領域のサイズが (1) 円盤半径の二乗に比例すること、(2) 極大光度時の円盤半径は 2:1 共鳴半径 (約 $0.62A$) であること、の 2 点である。図 12 が円盤半径比に換算したグラフである。比較対象として、2.1 節で紹介した EZ Lyn と再増光現象を示さなかった V455 And を重ねてプロットしている。また、横線の矢印は、それぞれの天体での急速減光時の値を示している。

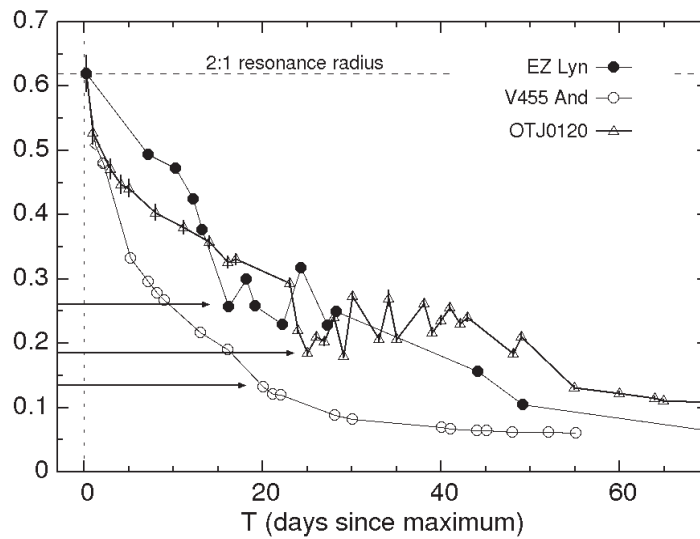


図 12: 円盤半径比の時間変化の比較

この図は、再増光現象を示さなかった V455And の方が、再増光現象を示した OTJ0120 や EZLyn よりも円盤半径比の減少速度が大きいことを示している。また、急速減光直前の円盤半径比も V455 And の方が OTJ0120 や EZLyn よりも小さいことを示している。この結果は、2.1 節での結論である「我々の観測結果は再増光現象の原因として EMT 説よりも mas reservoir 説を支持している」を補強するものである。

OTJ0120 の結果も、円盤半径比を換算する際の仮定 1 には影響されないが、仮定 2「極大時の円盤半径は 2:1 共鳴半径と一致する」には影響される可能性がある。しかしながら、急速減光直前の円盤半径比で V455 And の方が OTJ0120 より大きくなるためには、V455 And の極大時の円盤半径比が 0.86 より大きくなければいけない。この値は V455And のロッシュローブ半径比の 0.81 よりも大きい。つまり、極大時の降着円盤がロッシュローブよりも大きくなっていないが、現実には起こり得ないとまでは言えない。一方で、OTJ0120 の極大時の円盤半径が実際には 2:1 共鳴半径(0.62A)よりも大きくなっている可能性は十分に考えられるため、やはり仮定 2 も結論に影響を与えないと考えられる。

2. 2. 4 早期スーパーハンプの色変化とモデル

我々は、OTJ0120 の早期スーパーハンプによる色の短時間変動を調査した。図 13 は、早期スーパーハンプが検出された T=1 での g' の位相平均光度曲線と、色変化($g' - R_c$, $g' - i'$) である。 R_c フィルターでの観測は、大阪教育大学の 51cm 望遠鏡に、CCD カメラ (Andor DW436) を取り付けて ADLER での観測とほぼ同時に行っている。横軸は、早期スーパーハンプの周期 (0.057145 ± 0.000002 日)での位相で、 g' 等級での光度が極小となるタイミングを位相の原点としている。光度(g')が極大となる位相 ~ 0.7 付近で、色が最も赤くなっている。また、光度の極小のタイミングと、色が最も青くなるタイミングがほとんど一致している。同じ色変化の傾向は T=3 や T=4 でも確認されている。この OTJ0120 は、早期スーパーハンプでの色変化が確認された 2 例目の矮新星であり、1 例目の V455 And で見られた色変化と同じ傾向を示している。

早期スーパーハンプの起源として、鉛直方向に膨張した円盤によって生じているとする説が提唱されている (Kato 2002; Osaki & Meyer 2002)。Matsui et al (2009)は V455 And の早期スーパーハンプの光源が低温度成分と関係していることを発見した。OTJ0120 の観測でも、光度の極大時(主極大、副極大)に色が赤くなる傾向であることを確認している。この結果は、早期スーパーハンプの光源が、円盤外縁部で広がった低温度成分であるという主張を支持する。

我々は、早期スーパーハンプが鉛直方向への円盤の変形によって起きると仮定して、円盤の鉛直構造を推定する数値計算を行った。この数値計算は、ベイズ統計に基づくマルコフ連鎖モンテカルロ法を用いて、観測された 3 バンドの光度曲線を再現する円盤構造を計算する (Uemura et al. 2012)。計算に用いたパラメータは表 1 のとおりである。

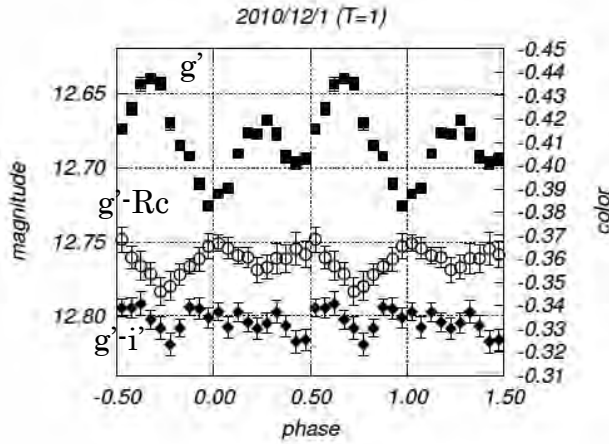


図 13: T=1 の位相平均光度曲線と色変化
(fig.7 in nakagawa et al. 2012)

表 1: 円盤厚みマップの計算に
使用したパラメータ

(tab. 2 in nakagawa et al. 2012)

Parameter	Value
σ (mag)	0.01
R_{out}/a	0.58
R_{in}/a	0.023
T_{in} (K)	223500
Inclination angle (deg)	60.0
Mass ratio (M_1/M_2)	15.2

図 14 は数値計算によって得られた、軌道面傾斜角が 60 度の場合の円盤厚み分布図である。横軸、縦軸の値は連星間距離で規格化されている。伴星の中心位置は、 $(x, y)=(1, 0)$ にある。濃淡が円盤厚みの大小を表しており、明るい領域ほど厚みがある。図 15 は、計算された円盤厚み分布から再構成された光度曲線と観測結果との比較図である。計算で得られた光度曲線は観測結果を良く再現している。

図 14 は、円盤は左上と右下で盛り上がった構造になっていることを示している。また、右下の盛り上がった領域から右上の円盤内部へと腕構造が広がっていることも示唆している。これらの構造は、軌道面傾斜角を 50 度や 40 度に変えても見られている。この円盤構造は、潮汐不安定性によって変形した円盤に対しての理論モデルで示された円盤構造(e.g. Ogilvie 2002)と類似している。一方、理論モデルが予測する円盤は、2 つの腕パターンを持つが、我々の計算結果では 1 つの腕しか見られない。この結果は、早期スーパーハンプを作り出す円盤構造を説明するには、潮汐力のみでは十分ではないことを示唆している。

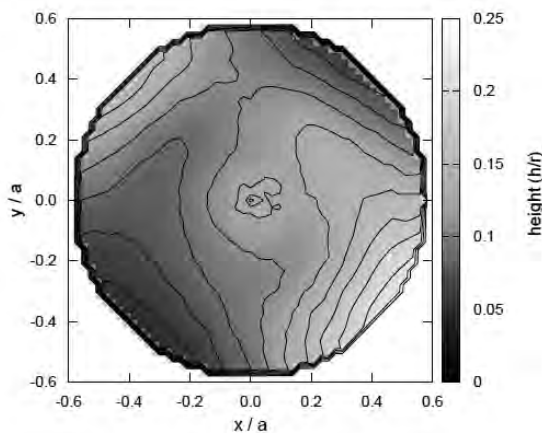


図 14: 降着円盤の厚み分布図(T=1)
(fig.9 in nakagawa et al. 2012)

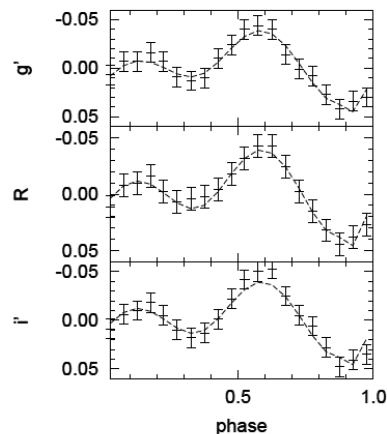


図 15: モデルが再構成した光度曲線
と観測結果との比較
(fig.10 in nakagawa et al. 2012)

3 まとめ

我々は、WZ Sge 型矮新星で未だ謎に包まれた降着円盤起源の 2 つの現象「早期スーパーハンプ」と「再増光現象」のメカニズム解明を目的として、2 色同時撮像装置 ADLER を用いた撮像観測を行った。その結果、WZ Sge 型矮新星 EZ Lyn と OTJ0120 の 2 天体のスーパーアウトバーストと再増光現象の観測に成功した。

観測で得られた g' と i' バンドの一晩平均等級を元に降着円盤の円盤半径比を推定し、その時間変化を再増光現象を示さなかった WZ Sge 型矮新星 V455 And と比較した結果、再増光現象なしの V455 And の方が、再増光現象ありの EZ Lyn や OTJ0120 よりも円盤半径の減少速度が大きく、また急速減光直前の円盤半径比も、V455 And の方が小さいことが明らかとなった。再増光現象については、2 つの競合する説 (mass reservoir 対 EMT) が提唱されているが、我々の観測結果は EMT 説よりも mas reservoir 説を支持している。この結果は、円盤半径比を推定する際に仮定した 2 つの条件に影響されない。

早期スーパーハンプは OTJ0120 で詳細な観測に成功し、大阪教育大学の同時観測結果と合わせて、光度の極大時に赤くなる色変化の傾向の検出に成功した。得られた 3 つのバンドの光度曲線に対して、早期スーパーハンプが円盤の鉛直方向の変形によるという仮定の下で円盤構造の数値計算を行った結果、観測された光度曲線を再現する構造を得る事が出来た。計算された円盤構造は、潮汐不安定性によって変形した円盤に対しての理論モデルで示されたものと類似している。一方で、理論モデルが予測する円盤は、2 つの腕パターンを持つが、我々の計算結果では 1 つの腕しか見られない。この結果は、早期スーパーハンプを作り出す円盤構造を説明するには、潮汐力のみでは十分ではないことを示唆している。

参考文献

- Hameury, J.-M., Lasota, J.-P., & Warner, B. 2000, *A&A*, 353, 244
- Hellier, C. 2001, *PASP*, 113, 469
- Hoshi, R. 1979, *Progress of Theoretical Physics*, 61, 1307
- Kato, T. 2002, *PASJ*, 54, L11
- Kato, T., Maehara, H., & Monard, B. 2008, *PASJ*, 60, L23
- Kato, T., Nogami, D., Baba, H., & Matsumoto, K. 1998, in *ASP Conf. Ser.*, 137, *Wild Stars in the Old West*, ed. S. Howell, E. Kuulkers, & C. Woodward (San Francisco: ASP), 9
- Kato, T., Nogami, D., Matsumoto, K., & Baba, H. 2004, *PASJ*, 56, S109
- Kato, T., et al. 2009, *PASJ*, 61, 601
- Kato, T., et al. 2012, *PASJ*, 64, 21
- Matsui, R., et al., 2009, *PASJ*, 61, 1081
- Nakagawa, S., et al., 2013, *PASJ*, in press
- Nogami, D., & Iijima, T. 2004, *PASJ*, 56, 163
- Ogilvie, G. I. 2002, *MNRAS*, 330, 937
- Osaki, Y. 1989, *PASJ*, 41, 1005
- Osaki, Y. 2005, *Proceeding of the Japan Academy, Series B*, 81, 291
- Osaki, Y., & Meyer, F. 2002, *A&A*, 383, 574
- Osaki, Y., Meyer, F., & Meyer-Hofmeister, E. 2001, *A&A*, 370, 488
- Patterson, J., et al. 2002, *PASP*, 114, 721
- Pavlenko, E., et al. 2007, in *ASP Conf. Ser.*, 372, *15th European Workshop on White Dwarfs*, ed. R. Napiwotzki & M. R. Burleigh (San Francisco: ASP), 511
- Smak, J. 2001, *Acta Astron.*, 51, 295
- Szkody, P., et al., 2006, *AJ*, 131, 973
- Uemura, M., et al. 2008, *PASJ*, 60, 227
- Uemura, M., et al., 2012, *PASJ*, 64, 92
- Warner, B. 1985, in *Interacting Binaries*, ed. P. P. Eggleton & J. E. Pringle (Dordrecht: Reidel), 367
- Whitehurst, R. 1988, *MNRAS*, 232, 35

荒木望遠鏡を用いた新星の観測

1. 荒木望遠鏡を用いた新星の観測

星の半数以上は連星系であり、その進化の終焉期にある白色矮星を含む近接連星系では、新星爆発を起こす場合がある。新星は近接連星系で白色矮星にたまったガスが熱核暴走により爆発（新星爆発）する天体であり、一般に白色矮星の質量が大きいほど少量のガスで爆発を起こせるため、光度変化から白色矮星の質量や連星進化をさぐる事が可能である。

さらに、新星爆発中は強い星風活動や、星間ダストと近いサイズの $1\mu\text{m}$ 級のダスト粒子生成過程といった宇宙共通の天体現象がわずかに数日から数ヶ月で完結して観測される。これら現象のミニモデルとして、最近の 10 年間では、世界各地で地上観測に加え、人工衛星の観測も活発に行われるようになってきた。

そのような状況の中でも、爆発初期の研究については未だに発見直後からの小型望遠鏡の観測が重要視されており、自由度の高い 1m クラスの望遠鏡による新星の即時観測は、世界的に見ても決して多くはない。その理由は、新星は突発的に発見されるため世界的にも突発対応観測とモニター観測が可能な望遠鏡は口径が小さい物（口径 1m未満）に限られてきたことが大きい。また、新星爆発の経過は、継続時間、明るさの変化の仕方、分光的な特徴において非常に多岐にわたる特徴を示す。

なぜ多くの多様性が存在するのかは、未だほとんど解明されていない。これまでの観測手段、頻度では、明るい時期のみの観測しかないこと、断片的な観測しかかったことが大きな理由といえよう。つまり、多様性の理解のためには、個々の新星の爆発初期から暗くなるまでの密なモニター観測を実施し、爆発時の速度、温度、放出物の分布などを詳細に確認していく作業が必要なのである。一方で、初期から後期まで安定したモニターを継続するには、非常に自由度の高い運用を許容する望遠鏡が不可欠なのである。

そこで、我々は荒木望遠鏡による新星の即時観測および、数ヶ月にわたるモニター観測を実施することで、爆発の極初期から爆発の後期にわたる幅広い時期の観測を実施し、次項から述べる観測成果を得ることに成功した。

1. 1 新星 V407 Cyg のモニター観測と特殊な輝線の検出

ほとんどの新星は、爆発して初めてその存在が認識されるため、爆発前の天体について知ることは極めて難しい。ところが、V407 Cyg は、白色矮星と晩期型巨星からなる連星系（共生星という）であり、これまでにすでに存在を知られていた天体であり、近いために明るい。そのため我々は爆発初期から長期間にわたる観測を実施することで詳細な分光的特徴を調べることに成功した。図 1 は、観測されたスペクトルデータである。さまざまな元素の輝線が確認でき、時間とともに水素やヘリウムから放出される光は弱くなり、徐々に希薄でかつ高温のガスあるいは、衝突

などによって一時的に高温プラズマが生成された場合にしか放出されない[Fe VII]など特殊な輝線の出現を捉えた。図2は、スペクトルデータから、輝線の幅を測定した結果である。この結果からは、ガスの放出速度が急激に低下している様子を捉えた。これらの結果は、新星 V407 Cyg はもともとあった既存の周囲の大量のガスの中を新星爆発によるガスが衝突、相互作用をしながら広がっていったことを示唆する。同様の振る舞いを見せた過去の新星としては、繰り返し爆発を起こす RS Oph がある。RS Oph も共生星であるため似た状況にあることが知られている。共生星での新星爆発の共通の特徴を詳細に捉えた例となった。

文献：

Arai et al. 2010, Physics of Accreting Compact Binaries, Proceedings, in pres.

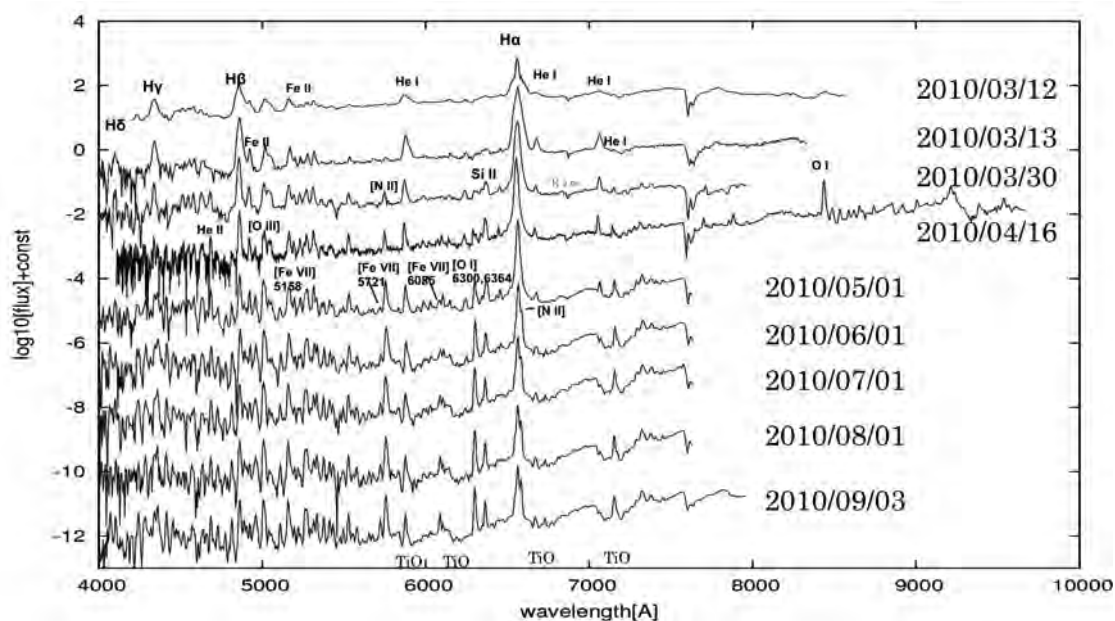


図 1 新星 V407 Cyg のスペクトル。図の上から下にかけて時系列に並べてある。

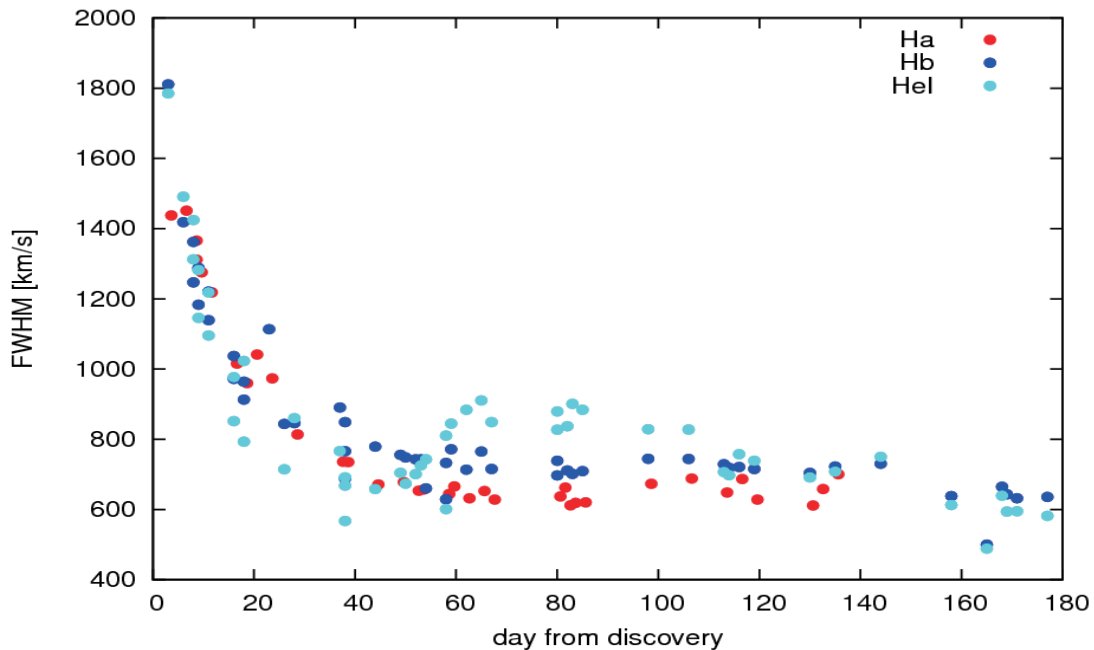


図 2 新星 V407 Cyg の水素輝線の放出速度。急速にガス放出速度が下がっている。これは既存の星周ガスとの相互作用を示唆する結果である。

1. 2 新星 KT Eri の星雲期輝線から探る放出ガス分布

新星の爆発後期には放出したガスが広範囲に広がり、非常に希薄な状態になる。このとき、一時的（数ヶ月間）に、惑星状星雲に似た物理環境へと移行する。そのため、スペクトルの特徴が星雲と類似する。この時期を星雲期とよぶ。爆発初期はガスの密度や温度の変化が激しく、ガスの量や形状分布などの物理量を求めることが容易ではない。星雲期は、非常に希薄なガスから放出される輝線の形状や強さを測定することでガスの分布や質量を調べることができる貴重な時期である。

そこで我々は 2009 年に新星として発見されたエリダヌス座の新星 KT Eri の星雲期を観測した。この新星は爆発速度が非常に早い(速度幅約 3000km/s)ことが知られており、かつ比較的明るいため、星雲線からの観測によってガスの形状分布を調査する上で非常に都合がよい。

分光観測の結果、非常に強く、かつ広がった形状をした星雲線を高い精度で検出することに成功した。図 3 は、新星 KT Eri の可視域のスペクトルである。図 3 中の右上の図には、5000 Å 付近の拡大図を示す。我々はこの輝線が酸素の星雲輝線であると同定した。この輝線の形状を解析することで、放出された酸素のガスがどのような形状で広がっているかを推測することができる。図 4 に酸素輝線の解析結果を示す。

解析の結果、新星 KT Eri のスペクトルにみられる酸素ガスは、非球対称の放出をしていることがわかった。具体的には、新星の中心の白色矮星から秒速 2800km 以上で移動する 2 つのリング構造があることを示唆するものであった (図 5)。また、我々から見た新星 KT Eri は、新星系の公転面から約 60 度の傾きをもっていると推定できる。

一般的な新星の爆発描像では、非対称に爆発を起こす場合、自転軸に沿って軸対象な構造を持

つのが自然であると考えられている。今回の結果は、新星 KT Eri の自転軸の傾き(傾斜角約 30 度)についても制限をつけるものとなり、星雲期の観測から、連星系の物理パラメータを把握する上でも有用であることを示す結果となった。

文献：

Arai et al., 2011, Binary Path to Type Ia Supernovae Explosions Proceedings IAU Symposium No. 28, 119

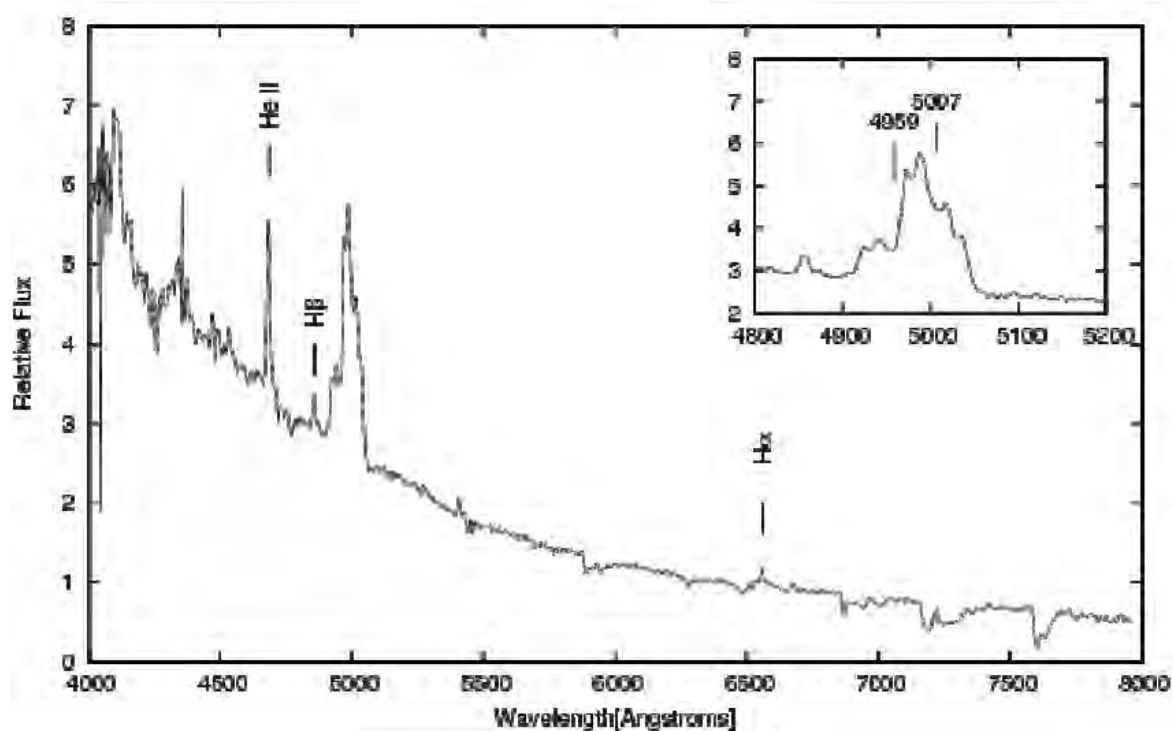


図 3 新星 KT Eri のスペクトル。5000Å付近に、幅の広い酸素輝線を検出した。

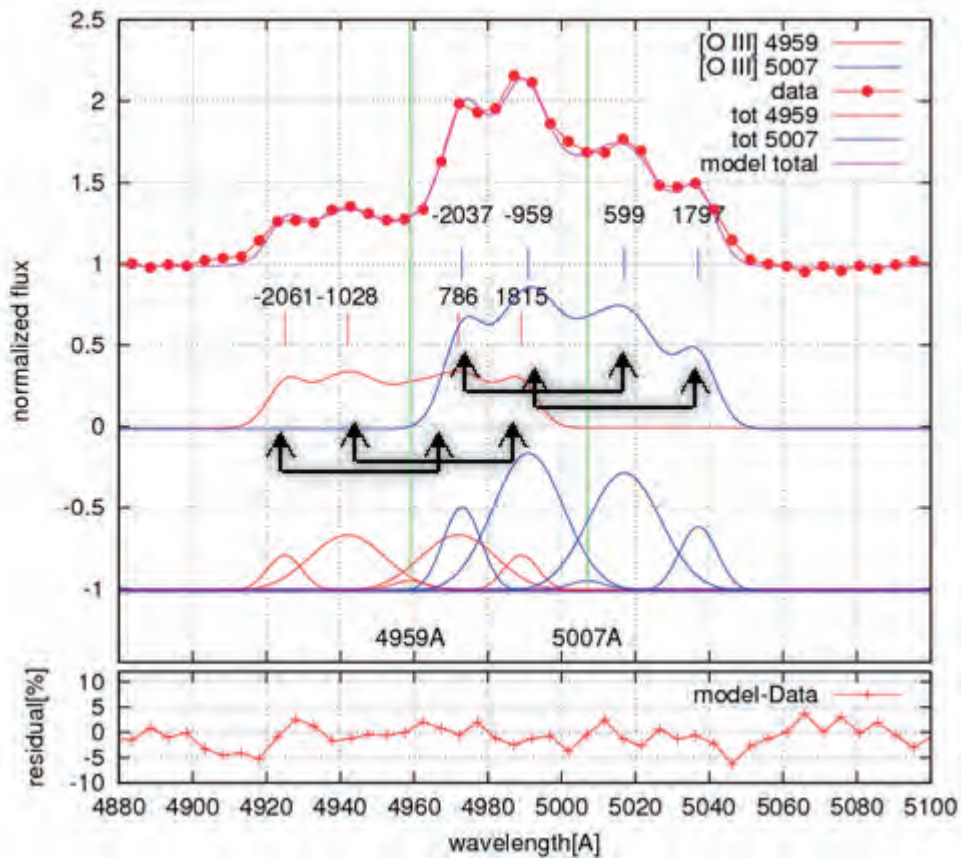


図 4 新星 KT Eri の酸素輝線 ([O III] 4959 Å, 5004 Å) の形状解析



図 5 推定される新星 KT Eri の酸素ガスの分布(Gill et al. 1999 の図を一部改変)

1. 3 V1723 Aql の可視・近赤外線観測

新星の約 20%は、爆発による放出物質の中でダスト粒子を形成することが知られている。しかし、新星の放出物質内でどのような物理環境が整うとダストが生成されるのかは今なお明確な部分が多い。特に、爆発の非常に早期に観測されるダスト形成は一般的なダストの生成温度環境 (2000K-1500K) を満たしているのかどうかや、密度や放出物質の分布がどのように影響してい

るのかはほとんど未解明である。

2010年9月に発見された V1723 Aq1 は発見直後、荒木望遠鏡によって分光同定を行い、典型的な新星であることが確認された天体である。初期は典型的であったものの、可視光では発見後約20日で急激に暗くなった。この状況を受けて、広島大学東広島天文台で近赤外線観測を実施した。図6に光度曲線を示す。光度変化の測定の結果、可視光では非常に暗いにも関わらず、近赤外線は非常に明るいことが分かった(図6)。これは新星 V1723 Aq1 はダスト形成を約20日で起こしたことを示唆する。極大光度から約20日でのダスト形成は典型的な新星としては非常に早い(通常は極大光度から30--50日後)。また、赤外線と可視光の光度から、赤外線放射をしているダストが球殻状に分布していると仮定して、光学的厚さ τ (=密度に関する物理量) を推定したところ、極めて小さい値 ($\tau \ll 0.001$) が得られた。測光観測の結果から、ダストが生成されたことは間違いないと考えられる。しかし、殻状に分布するダスト粒子が全体を覆っている場合、極めて薄くなる必要があり、可視光の急速な減光を説明するのは難しいことを示す。

次に光度変化とほぼ並行して観測に成功した可視分光観測の結果を図7に示す。水素の輝線 ($H\alpha$) の強度が増していくと同時に、非対称な形状を示したことが分かった。このことは放出ガスが非球対称であることを示唆する。爆発初期においては、新星爆発で最も量が多く放出される水素ガスの形状分布は、ダスト生成に必要な炭素や酸素などの他の元素の分布を代表していると考えて差し支えない。

我々は今回得られた測光観測と分光観測の結果の両方を考慮することで、次のダスト形成のシナリオを提唱する。新星 V1723 Aq1 では非球対称な放出ガス中で、ダストが観測者の視線方向に偏って生成された。このため、少量のダストであっても可視光で急激な減光が生じた可能性を示唆する。また、このような場合、典型的なダスト生成を起す条件とは異なり、爆発速度が速くても密度は保持される結果早期にダスト形成環境が実現される可能性を示唆する。

文献：

Nagashima et al., 2011, Binary Path to Type Ia Supernovae Explosions Proceedings IAU Symposium No. 28, 121

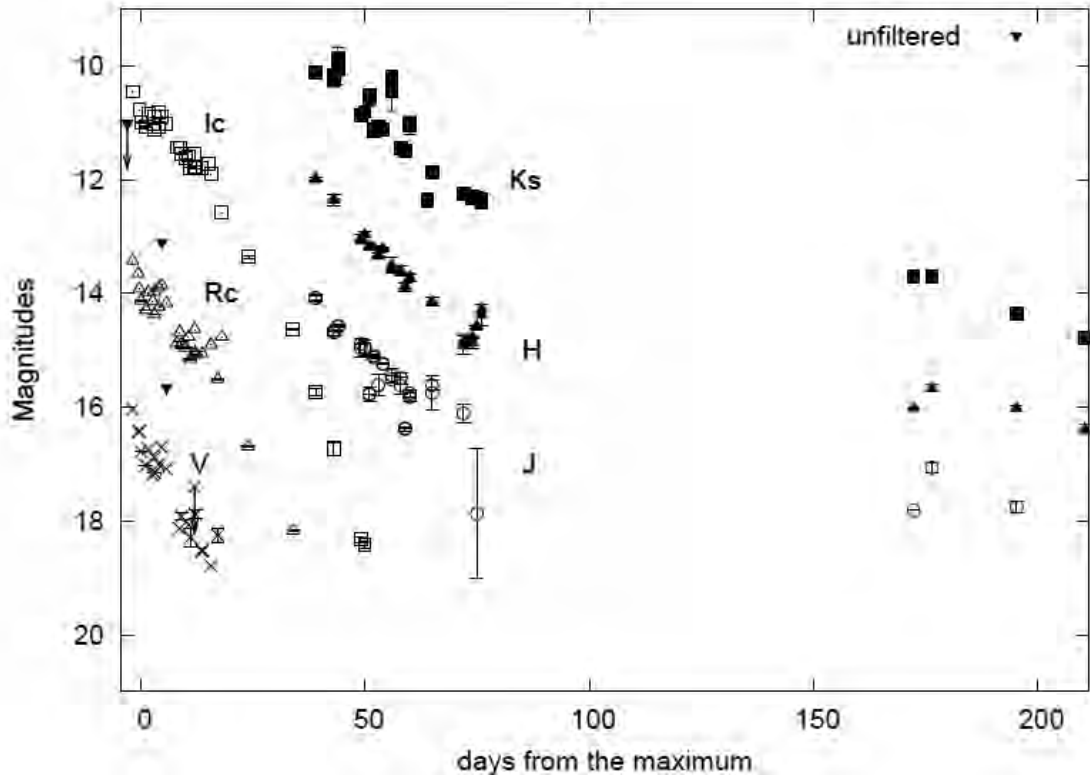


図 6 新星 V1723 Aql の可視光 (V, Rc, Ic バンド)、近赤外線(J, H, K_s バンド)の光度曲線を表す。横軸は発見時刻からの日数、縦軸は等級を表す。

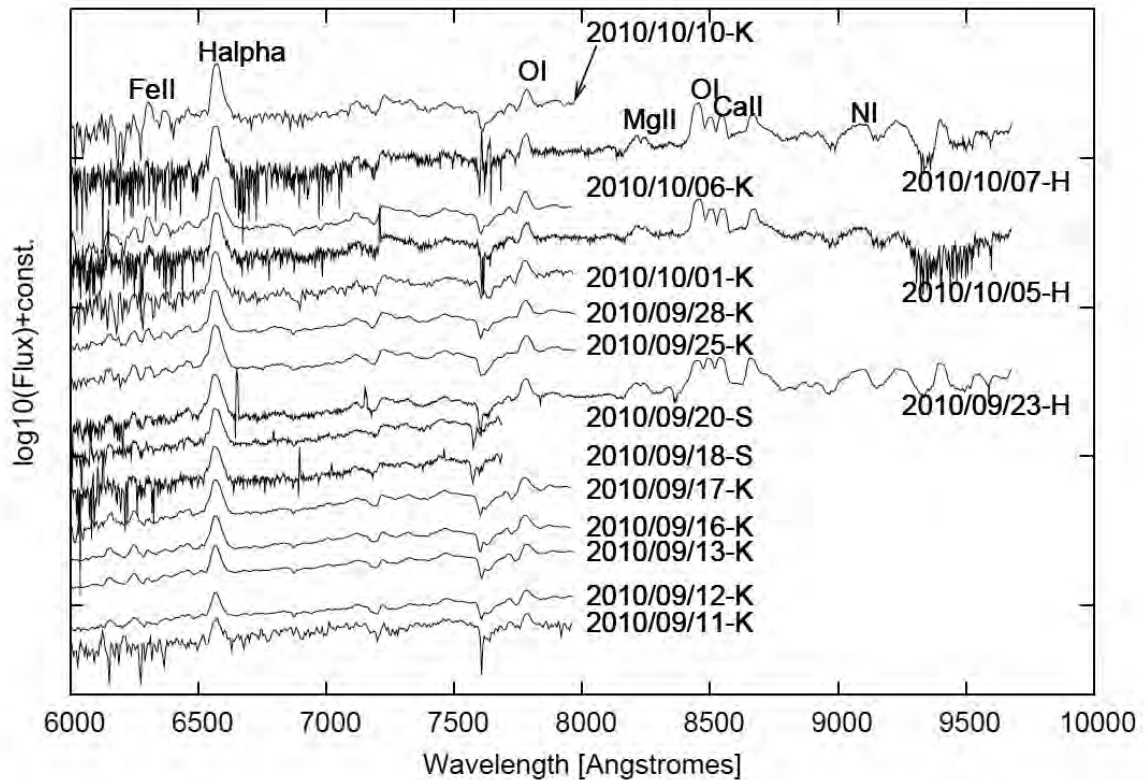
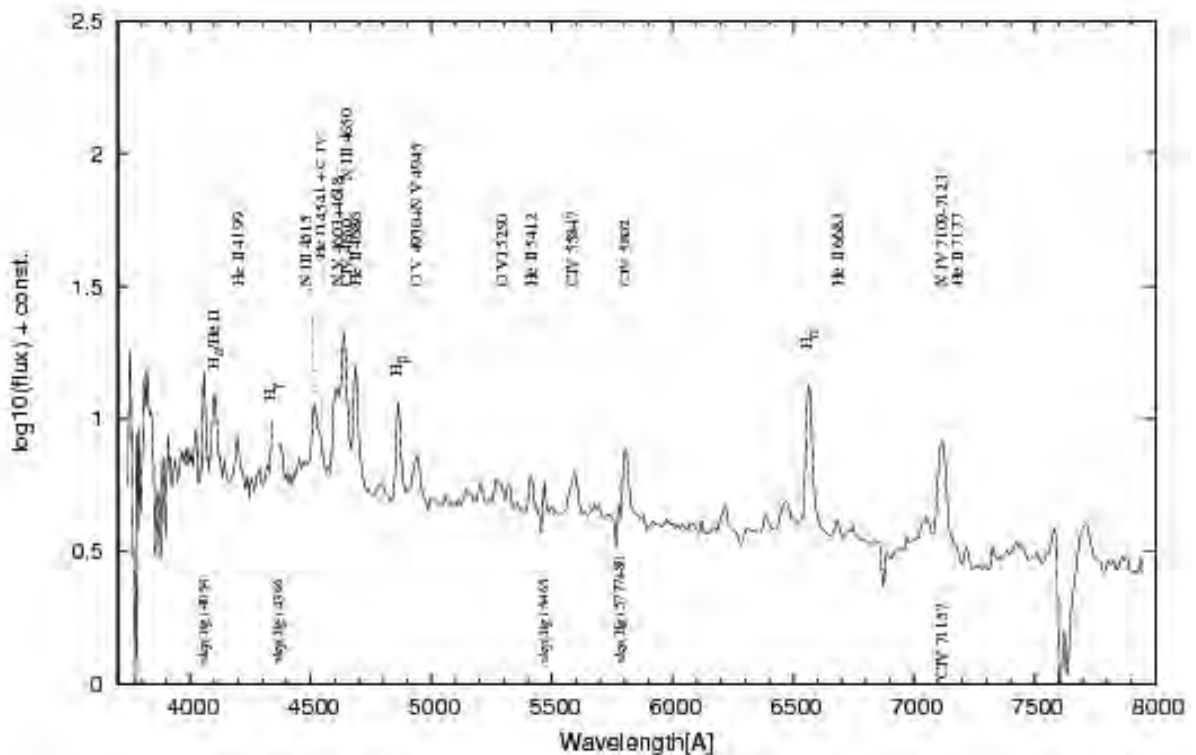


図 7 新星 V1723 Aql の密な可視光スペクトル。横軸は波長、縦軸は相対強度を示す。見やすいよう時系列に下から並べている。

1. 4 T Pyx の極初期の分光観測

繰り返し新星爆発を起こす天体を再帰新星という。再帰新星が数年～数 10 年で爆発を繰り返す原因は、中心の白色矮星が非常に重たいために少量のガスで新星爆発に至ることが可能であるからだと考えられている。白色矮星の限界質量は 1.4 太陽質量であるが、これまでに推定されている最も重たいものは約 1.35 太陽質量である。再帰新星は、理論的には将来 1.4 太陽質量に到達し Ia 型超新星となることが指摘されている。Ia 型超新星は、ほとんどが 1.4 太陽質量の白色矮星の爆発によって生じるため、光度がほぼ同じで、宇宙の距離指標として利用されてきた。このように宇宙論にとっても重要な Ia 型超新星の元の天体となりうる再帰新星が、一体どのような天体なのかを調査することは、極めて重要である。

また、新星の増光は一般に 1 日程度の期間で最大光度に到達し、どのような物理状態にあるのかを確かめることは極めて困難である。そこで、繰り返し爆発を起こす再帰新星の中でも、特に増光に時間のかかる T Pyx という天体を観測することで、増光の極めて初期の状態を観測することに成功した。



2. 荒木望遠鏡を用いたアンドロメダ銀河の新星の観測的研究

前項で述べたとおり、新星の研究は爆発中のダスト粒子の生成・拡散過程や星風放出過程といった宇宙共通の現象がわずか数日～数カ月という短期間で完結するため、「宇宙の実験室」として注目を浴びている。しかし、新星爆発の多様性の理解に至るには天の川銀河の新星では数が少ない。そこで、銀河系新星に加え、アンドロメダ銀河の新星についても調査することによって、銀河別に新星爆発の特徴の普遍性あるいは差異が存在するのかを確認することが重要となってくる。アンドロメダ銀河は我々の銀河から約 230 万光年の距離にあり、新星の明るさは可視光で 15 等程度となる。

銀河系の新星のほとんどは星間ガスが豊富な銀河面付近に出現する。このため、星間吸収を受けるなどの理由から、年間 10 個程度しか発見されてない。とはいえ、密な観測により高い精度でのデータ取得が可能であり、前項で示したとおり、個々の新星の詳細を研究することが可能である。

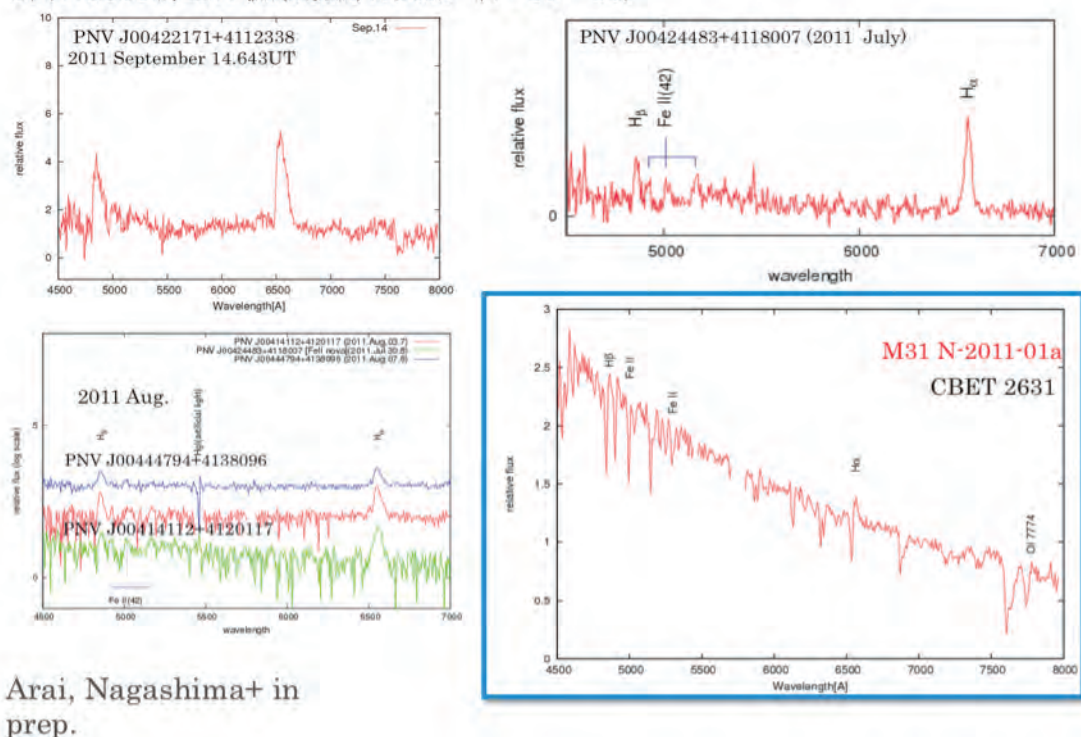
一方、アンドロメダ銀河は年間 30 個以上発見されており、これまでに約 800 個が発見されている。アンドロメダ銀河の新星の研究から、新星爆発のより一般的な共通の性質や、多様性の個々の出現率を理解するための統計的研究が可能であると期待されている。しかし、突発的な観測が必要であり、かつ観測時の明るさが暗いアンドロメダ銀河の新星の観測的研究は実施困難であった。そこで、我々は京都産業大学神山天文台の荒木望遠鏡のもつ自由な運用状況と 1.3m の口径による集効力を活かし、アンドロメダ銀河の分光同定を主な目的とし特に明るい天体については追跡観測を行った。

2. 1 アンドロメダ銀河の新星の分光学的分類の同定

2010--2011 年度において、我々はアンドロメダ銀河に発見された 5 個の新星について発見直後に分光観測を実施し、新星の種類判別を行った。その結果、多くは Fe II 型とよばれる比較的放出速度が遅いタイプの新星であることが分かった。一方で、PNV J00422171+4112338 という名の新星については、非常に速度幅が広く ($\sim 4000\text{km/s}$)いことが明らかとなった。この新星は U Sco, RS Oph などに近い非常に重たい白色矮星を含む系である可能性が示唆される。これらの新星のスペクトルは、図 9 にまとめてある。現在論文化に向けてまとめ作業段階である (Arai & Nagashima et al. in prep.)

また、ある新星 (Nova M31 2011-01a) は非常に明るく、初期から 10 日間にわたって密な観測を行うことに成功した。これは次項に述べる。

5例のM31新星の初期観測を実施 (V=15—16)

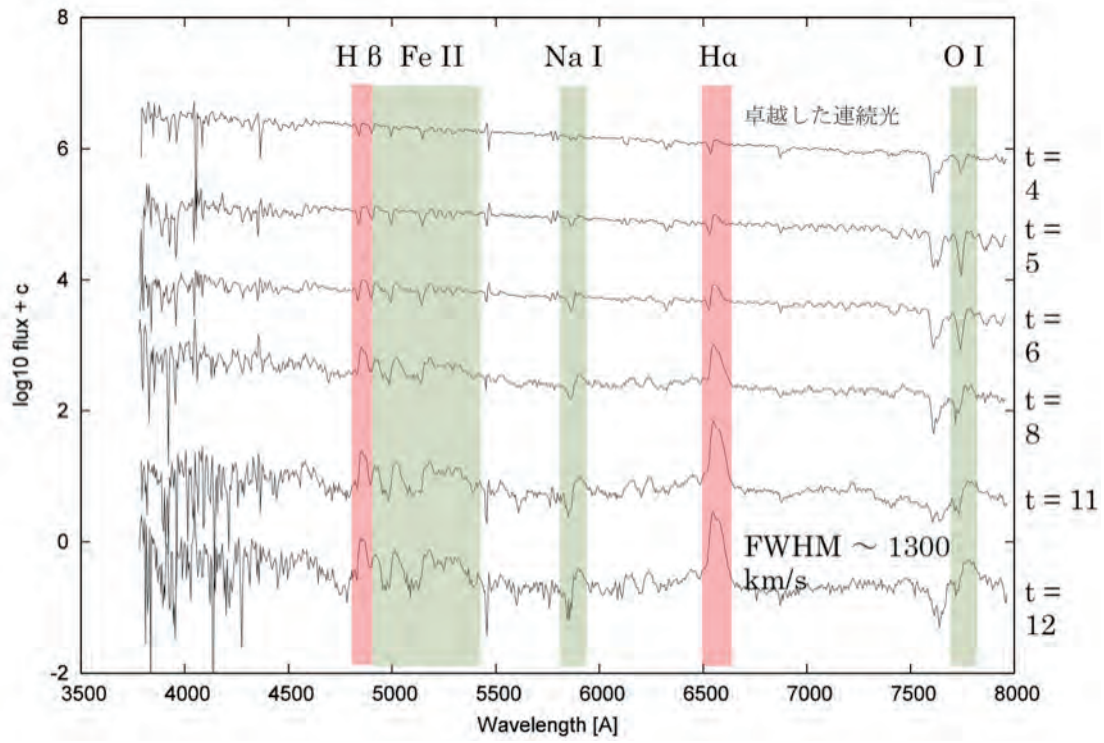


Arai, Nagashima+ in prep.

図 9 2010—2011 年度に観測に成功したアンドロメダ銀河 (M31) の新星の分光同定結果。

2. 2 特異なアンドロメダ銀河 (M31) の新星 Nova M31 2011-01a

2011 年 1 月 4 日に発見されたアンドロメダ銀河 (M31) に出た新星 Nova M31 2011-01a は、発見からおよそ 4 日後に 15 等の明るさまで増光した。この天体を我々は密に分光観測することに成功した。また、広島大学東広島天文台とも連携し、測光データを得ることに成功した。分光同定の結果、ガスの放出速度は約 1300km/s であり、鉄の輝線が強いことから、Fe II type の新星と断定した (Arai 2011)。M31 の新星は、その距離が明確であるため新星が発している真の明るさを見積もることが容易である。観測の結果、この新星は極大高度での絶対光度が $M_v = -9.1$ であり、非常に明るい部類に入ることが判明した。新星の中でもこれほど明るいものは少数であり、この天体は統計学的な価値が高い。また、増光にかかる時間が 4 日ほどあることも判明した。さらに、極大からの減光度合いは非常に早い。今回のように遅い増光は他の新星にも見られるが、極大以後の急激な減光とセットで起こる例はきわめて少なく、これらの特徴を併せ持つ新星は、過去にわずか 4 例しか報告がない。さらに、本研究では密な初期の分光観測を実施することに成功し、初期の黒体放射起源の連続光成分と、爆発速度の変化を詳細に追うことができた。以上の光度変化と分光的特徴は、強い磁場を持つ白色矮星を起源とする新星との類似がみられ、新星爆発の多様性を理解するうえで重要な研究例となっている。これも荒木望遠鏡の機動力と集効力の両方を活かした研究例といえる。本研究の結果については、現在査読論文を執筆中である (Arai et al. in prep.)。



文献：

Arai, A., 2011, Central Bureau Electronic Telegrams, 2631, 7

D) 惑星系構成物質の化学組成について

分担研究者：三好

概要

太陽や惑星を形成する物質のうち、ヘリウムよりも重い元素は殆ど星の中で創られ、超新星爆発や巨星からの質量放出によって星間にばらまかれたものであることは現在よく知られている。したがって、太陽系を形成する物質の元素組成比は、まずは銀河系が形成された後太陽系が形成されるまでの間に、銀河系内に発生した超新星爆発や巨星からの質量放出、及びそれらによって汚染された星間ガスから形成された第2世代、第3世代、・・・の超新星や巨星からの質量放出を全て総合した値（銀河系全体の平均値）に近いことが予想される。ところが、隕石に含まれる同位体の研究から、太陽系の形成は、ジーンズの星形成理論でよく知られる星間雲における小さな密度揺らぎの重力不安定的な成長ではなく、超新星および巨星の爆発を直接のきっかけとしていることが明らかになりつつある。本研究は、現在の太陽系の元素組成比を太陽系の形成が始まったとされる45.7億年前の値にまでもどして、それを当時の星間ガスの平均的な元素組成比と比べ、両者の違いから、太陽系の形成が始まる直前における星間雲と超新星および巨星の爆発の時間差と相互距離を求めることを目指している。このうち、現在の太陽系の元素組成比を45.7億年前の値に戻す作業は殆ど終わっているが、その当時の星間ガスの平均的な元素組成比を求める作業や、各種超新星や巨星からの質量放出に関する理論的・観測的詳細情報（元素組成比や放出速度など）についてはまだ殆ど手付かずの状態にある。したがって、これらの情報をできるだけ正確に求めるのが今後の主たる課題になる。

太陽系の形成は、振幅の小さい密度揺らぎが成長して星間雲が収縮したことによるのではなく、超巨星や超新星からの星風や爆風を受けて星間雲が収縮した結果によることが既に明らかになっている。それは、半減期が500万年以下の短寿命核種で、超新星でしか形成できないものと超新星では形成できないものの両方が、原始太陽系に存在していた証拠が隕石の中から見つかったことによる。さらに、その超新星についても、存在が確認された短寿命核種の中に Fe60 が含まれていることから、それが Ia 型でないことは分っている。残された問題は、その超巨星と超新星が別々の星なのか、それとも同一の星の異なるフェーズに対応するものなのか、さらにまた、太陽系形成時におけるその星（あるいは星たち）が原始太陽（系）とどんな位置関係にあったか、などである。前者については、「それらは同一の星であり、したがって超巨星としての影響が超新星としての影響に先んじていた」可能性が高いとの結論に達した。簡単な確率計算からも、2つの星が（超巨星あるいは超新星として）質量放出を殆ど同時に開始する可能性は極めて低い事が分る。

次に、その星は単独星 (single star) だったのか、それとも連星系の一員であったのかというのも興味深い問題だが、これは、超新星になる直前の星種がウォルフ・ライエ星であったのか、それとも青色あるいは赤色超巨星であったのかによって判別できる。そしてそれが分ると、超新星の型についても、水素のラインが見える Ib 型、Ic 型か、それとも水素のラインが見えない II 型かまでは判定できる。それで、実際にこの問いに対する答えを得る手段としては、今のところ、ウォルフ・ライエ星と超巨星のそれぞれにおける元素合成の計算結果を短寿命核種に関する測定値と比較することしかなく、現在それを詳しく調べているところである。

ウォルフ・ライエ星について、以前は（高い表面温度から期待される）強力な輻射圧によって外層部が吹き飛ばされてヘリウムや炭素の層がむき出しになったものと考えられていた。しかし最近の観測は、単独星の O 型星からの質量放出率が期待したよりも低くて、それがウォルフ・ライエ星にまで達し得ないことを示している。他方、連星系においては、2つの星の間の距離にもよるが、ロシュローブからの流出による質量移動によって、O 型星や B 型星の最外層の水素の層が全て剥ぎ取られる可能性は高く、その期待値は銀河系におけるウォルフ・ライエ星の発生頻度を説明できる範囲内にある。

以上の問題が解決すると、その星の主系列時の質量やその星と原始太陽（系）の距離などが推定でき、超新星の型についてもさらに細かく決定できる。すると今度は、その星による原始太陽系の汚染度を見積ることが可能となる。そして最後に、現在の太陽系の元素組成比（アバンダンス）を太陽系形成時にまで遡った値（これは既に計算済み）から、その汚染分を引き去ることで、原始太陽系の生みの親である星間雲のその当時のアバンダンスが得られる。当然の事ながら、これは銀河系の化学的進化を見る上で重要なデータとなる。これに関連して、Nicolas Ouellette (2008) のシミュレーションの結果を見る限り、原始太陽系円盤が超新星の爆風に負けずに持ちこたえて海王星の軌道あたりまで残すためには、超新星と原始太陽系円盤は 0.1 パーセク以上離れている必要があるようである。その場合、原始太陽系のアバンダンスにおける超巨星や超新星の影響が観測にかかる程度の大きさになるのは重元素部分に限られる。

1. はじめに

惑星系すなわち太陽系を構成する物質は、元はといえば星間雲の物質であり、星間雲は死滅する星によって年々汚されて、重元素の含有率を増加させている。銀河系全体の化学組成の進化(時間変化)についてはそれなりの計算があるが、銀河系の構造が均一でないため、太陽系が生まれたときの周囲の環境については詳しい事がまだ殆ど分かっていない。しかし、最近の研究が示すところによれば、この問題の解決の糸口が見え始めている。本研究は現時点でこの問題にどこまで迫れるかを試みたものである。

まず、太陽系の形成は、星形成の理論でよく取り上げられる振幅の小さい密度揺らぎが成長して星間雲が収縮する単純なメカニズムによるものではなく、超巨星や超新星からの星風や爆風を受けて星間雲が収縮した結果によるものが既に明らかになっている。それは、半減期が500万年以下の短寿命核種(Be10、Al 26、Cl 36、Ca 41、Mn 53、Fe 60、Pd 107、I 109、Hf 182)が原始太陽系に存在していた証拠が隕石の中から見つかったことによる[1]。しかも、これらの短寿命核種には、超新星でしか形成されないものと超新星では形成されないものの両方が含まれている。はこの事実は太陽系の形成に2個以上の星が絡んでいた可能性を示唆している。さらに、その超新星についても、存在が確認された核種にFe60が含まれていることから[2]、それがIa型でないことが分っている。問題は、その超巨星と超新星が別々の星なのか、それとも同一の星の異なるフェーズに対応するものなのか、さらにまた、太陽系形成時におけるその星(あるいは星たち)が原始太陽(系)とどんな位置関係にあったか、などである。以下で、これらの問題について調査研究した結果について報告する。なお、Beは星内部では直ぐに壊されてしまうので、Be10は宇宙線がHやHeを叩いて創られたものが大半であろうと考えられている。そのため、以下ではBe10を外して、星起源の短寿命核種についてのみ議論する。

2. 超新星と超巨星の関係

太陽系が生まれる切掛けを作った超巨星と超新星の関係は、(A)「それらは別々の星であった」、および、(B)「それらは同じ星の異なる進化フェーズであった」の何れかであるが、現時点では結論が得られていない。しかし、もしも

(A)であったとすると、その2つの星は原始太陽の生まれる予定位置から0.1パーセク程度の距離にあって、ほぼ同時に爆発を起こしたことになるが、太陽そうした現象の起きる確率は非常に小さい。それに反して(B)の場合は、大質量星が1つあって、それが超巨星から超新星へと速やかに進化してゆくことになるため、距離や爆発の時刻がほぼ同じに揃えるといった問題は基本的に消滅し、確率的な制約は(A)の場合に比べて格段に緩くなる。ただし、Ia型超新星は超巨星の段階を経ないので、もしも件の超新星がIa型であれば、必然的に(A)の場合しか在り得ないことになるが、原始太陽系における存在が確認された短寿命核種の中にIa型超新星では形成されないFe60が含まれることから、この可能性は明確に否定される。以上の理由により、以下では(B)の立場で議論を展開する。すなわち、かつて大質量星が1つ在って、それが超巨星に進化した段階で、星風によって周りの星間ガスを圧縮し、それが元で太陽の形成が始まり、原始太陽系円盤がほぼ出来上がった時期に超新星の大爆発を起こして大量の重元素を原始太陽系に供給したのと考えられる。

3. その星は単独星だったか、それとも連星系の一員であったか？

次に、太陽形成のトリガーとなった星が単独星 (single star) であったのか、それとも連星系の一員であったかについて考える。これについては、ウォルフ・ライエ星に関する最近の研究が重要なヒントを与えてくれる。すなわち、ウォルフ・ライエ星について、以前は O 型星などが (その高い表面温度から期待される) 自身の強力な輻射圧によって外層部の水素を吹き飛ばして、その下のヘリウムや炭素の層をむき出しにしたものと考えられていたが、最近の研究はコアコラプスが起きるまでに外層部の水素を根こそぎ吹き飛ばしてしまふことができないことを示している [3]。他方、連星系においては、2つの星の間の距離にもよるが、ロシュローブからの流出による伴星への質量移動によって、O 型星や B 型星の最外層の水素の層が全て剥ぎ取られる可能性は高く、その個数期待値は銀河系におけるウォルフ・ライエ星の発生頻度を説明できる範囲内にある。これより、件の星が連星系の一員であったか単独星であったかは、超新星の前身がウォルフ・ライエ星であったか否かによって判別できることになる。これは、その星が何型の超新星に進化するかの問題とも密接に関係している。

かつてはスペクトルに水素のラインが見えないのが I 型、見えるのが II 型と分類され、I 型は熱核反応で元素合成を行い II 型はコアコラプス・タイプの元素合成を行うとされていたが、最近さらに細かく分類され、I 型の中で SiII のラインが見えるのが Ia 型、そうでないものが Ib 型あるいは Ic 型に分類されている。それで、Ia 型超新星は確かに熱核反応で元素合成を行うが、Ib 型および Ic 型の超新星はコアコラプス・タイプの元素合成を行う。Ib 型と Ic 型の違いは HeI のラインが見えるか見えないかの違いで、これはウォルフ・ライエ星になった段階で He 層が残っていたものと He 層まで剥ぎ取られてしまったものの違いと考えられている。一方、II 型超新星はシングル星が進化したもので、これも最近ではスペクトルや光度曲線の形によって IIb 型、II-L 型、II-P 型、IIIn 型に小分けされていて、それぞれの物理的背景に対する研究も進んでいる。最近の Smith らの研究によると、II-P 型、II-L 型、IIIn 型の違いは単に主系列時の質量の違いを反映しただけで、上に示した順に重くなっている。質量の下限は 8 太陽質量あたりにあり、当然のことながら重いものほど出現頻度は小さい。さらに IIIn 型の超新星に行くはずの星 ($M > 23M_{\odot}$; M は星の主系列質量、 M_{\odot} は太陽質量) が近接連星系を形成していて外層部の水素を剥ぎ取られ形で超新星になったのが IIb 型と考えると観測を良く説明できる [4]。

もしもこうした見方が正しいとすると、超新星の前身の超巨星の段階で放出される短寿命元素の存在比 (アバンダンス) から、それがウォルフ・ライエ星であったか否かの判定が可能となり、超新星の型にも一定の制限をつけることができる。ただし、それにはウォルフ・ライエ星、青色超巨星、赤色長巨星における元素合成に関するシミュレーションの結果が必要で、現在それを詳しく調べているところである。

4. 原始太陽系の主たる汚染源は超新星かそれとも超巨星か？

原始太陽系を最も大きく汚染したのは超巨星であるとの立場から、Wasserburg らが AGB 星をその候補と見込んだシミュレーションを行っているが [5]、結果はあまり芳しくない。これに対して超新星を主たる汚染源としてシミュレーションを行ったのが Ouellette で、こちらは現在その存在が確認されアバンダンスも有為に求められている (Be10 を除く) すべての短寿命核種につ

いて、ほぼ満足の行く結果を得ている[6]。彼のシミュレーションの前提は、原始太陽系が掲載された段階で超新星の爆発があったとして、爆風に含まれる重元素がどれだけ原始太陽系円盤に取り込まれるかを見積もったものである。その際、原始太陽系円盤が超新星の爆風に負けずに持ちこたえて海王星の軌道あたりまで残るためには、超新星と原始太陽系円盤は0.1パーセク以上離れている必要があることが判明したため、超新星はその0.1パーセクの距離に置かれている。さらにまた、超新星内部において異なるシェルでつくられた重元素のミクシング、および最内側シェルでつくられた核種が中心に落ち込んで殆ど外にでてこないことなどを勘定に入れている。これと類似のモデルがNomotoらによるMixing-Fallbackモデルで[7]、このモデルを用いた太陽系形成環境の推定が三木らによって行われており、その際に彼等が採用した原始太陽系と超新星の距離は0.2-0.3パーセクとなっている。これらをまとめて、現時点における原始太陽系と超新星の距離の見積もりは0.1~0.3パーセクとなるが、これに、その超新星の前身である超巨星からの寄与を合わせ考えると、この距離がより精度良く求まってくるものと期待される。

5. 元素組成比 (アバンダンス)

以上の問題が解決すると、超巨星から放出される短寿命核種の情報と超新星からしか供給されない短寿命核種の情報を矛盾無く説明するように、その星の主系列時の質量や原始太陽(系)までの距離などを推定することが可能となり、超新星フェーズにある時の型もより細かく決まってくる。そうすると、今度は、その星による原始太陽系の汚染度を見積ることが可能となり、現在の太陽系の元素組成比(アバンダンス)を太陽系形成時にまで遡った値から、その汚染分を引き去ることで、原始太陽系の生みの親である星間雲のその当時のアバンダンスが得られる。

表1には、左から順に、同位体名、半減期(放射活性核種に限る)、太陽の現在のアバンダンス(Siの数を100万としたときの値)及びその常用対数、太陽の初期アバンダンス(放射壊変をする元素だけ)、隕石の現在のアバンダンスとその常用対数および隕石の初期アバンダンスを記載してあり、右端に備考欄を置いている。これらを図示したものが図1~図5で、横軸に質量数、縦軸がアバンダンスの常用対数値になっている。図1は太陽のアバンダンスの現在値、図2は太陽アバンダンスの初期値(46億年前の値で、現在値と異なるもののみ)、図3は隕石のアバンダンス(現在値)、図4は隕石のアバンダンスの初期値、最後に図5は太陽のアバンダンス(現在値)から隕石のアバンダンス(現在値)を差し引いた値(常用対数のままでの引き算)をグラフにしたものである。水素やヘリウムなどの軽元素で両者の違いが顕著なのは質量数が30を超えたところでもところどころに大きなアバンダンスの違いが見られる。それぞれに理由があるものと思われるが、ここでは結果を示すにとどめる。

6. まとめ

前章で説明した太陽や隕石のアバンダンスの初期値は銀河系の化学的進化を見る上で今後重要なデータとなる。これに関連して、Ouellette(2008)のシミュレーションの結果を見ると、超巨星や超新星からの星風や爆風が原始太陽系のアバンダンスに観測にかかる程度の影響を与える(原始太陽系が汚染される)のは重元素部分に限られることが分る。これは、表1にある太陽のアバンダンスの初期値は、軽元素についてはそのまま当時の星間雲のアバンダンスを与えて

いと見なしてよいことを意味する。本研究は最終段階に来ており、結果が出るのはもう直ぐと見込まれる。なお、現在も発見が相次いでいる太陽系周辺の惑星あるいは惑星系の研究の進展とともに、太陽系形成環境の研究が今後ますます発展するものと期待される。

図1. 太陽のアバダンスの現在値

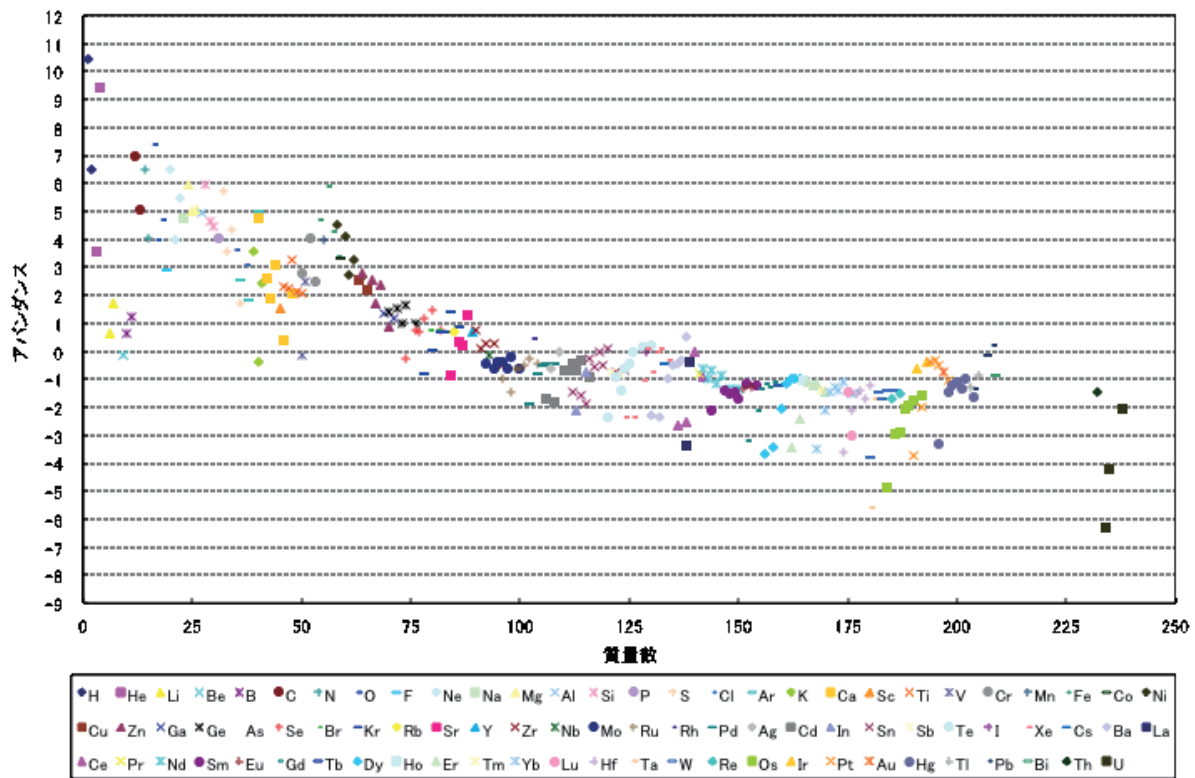


図2. 太陽のアバダンスの初期値(現在値と異なるもののみ)

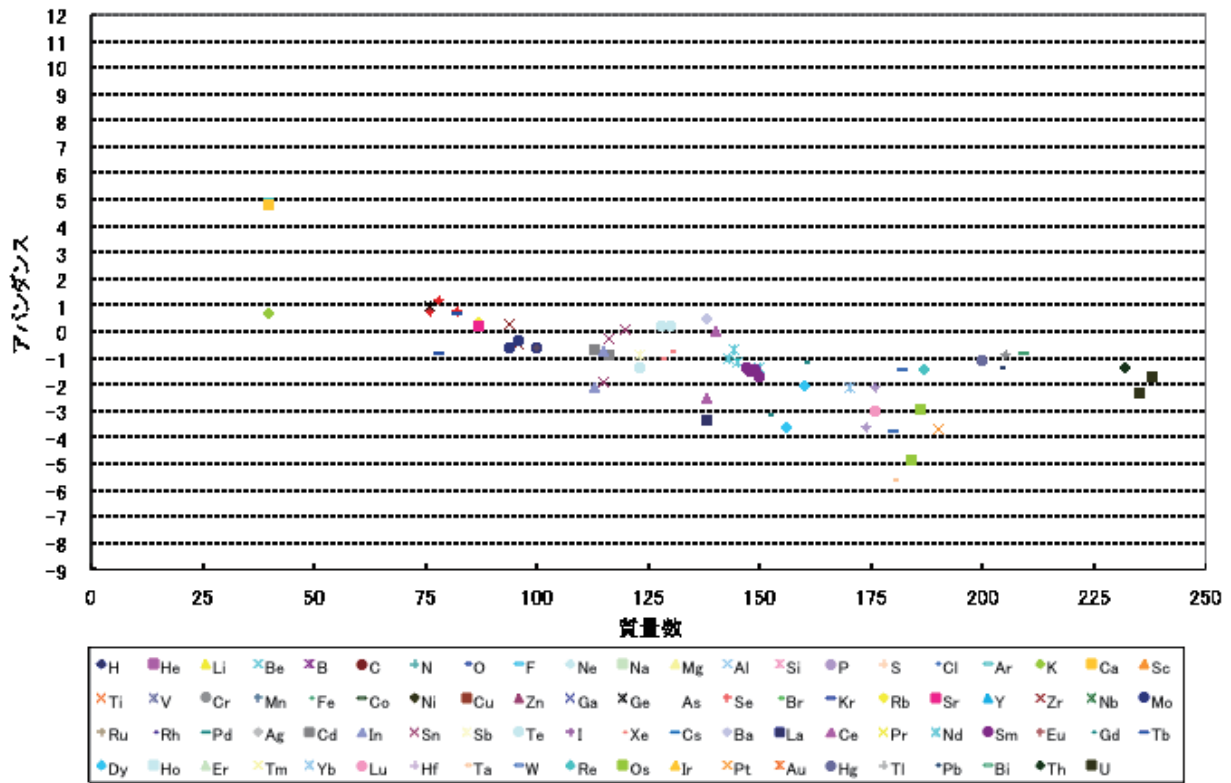


図3. 隕石のアバダンスの現在値

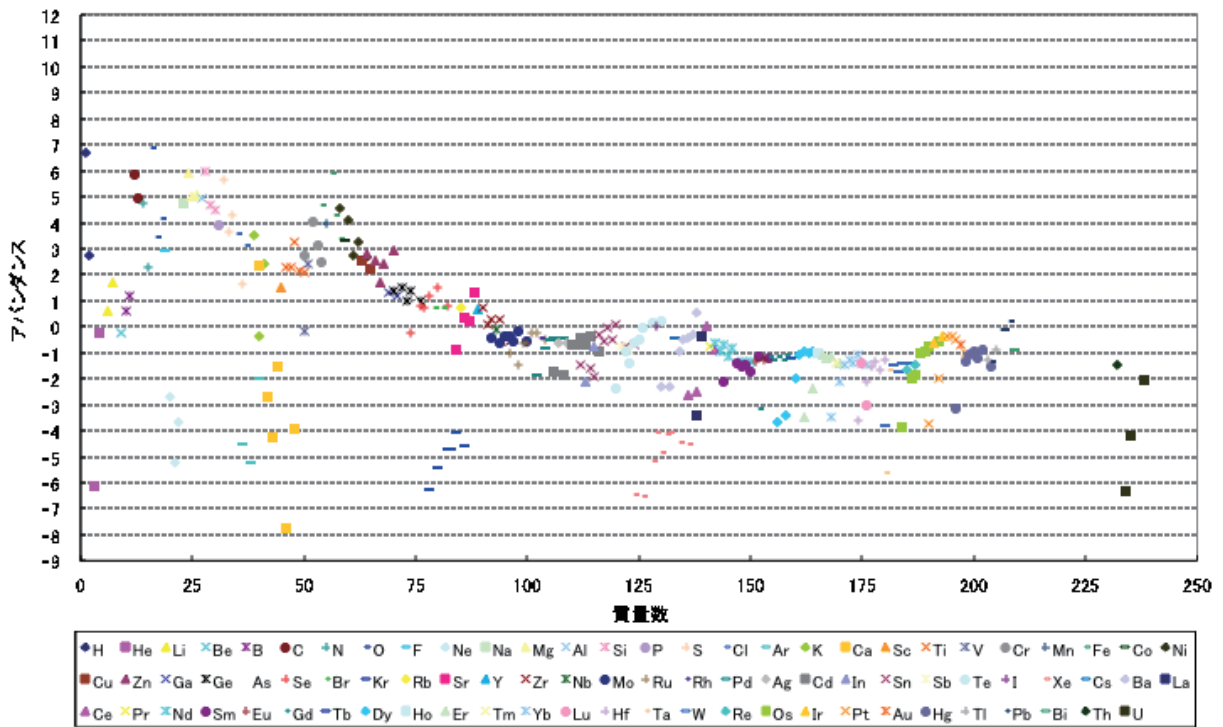


図 4. 隕石のアバダンスの初期値(現在値と異なるもののみ)

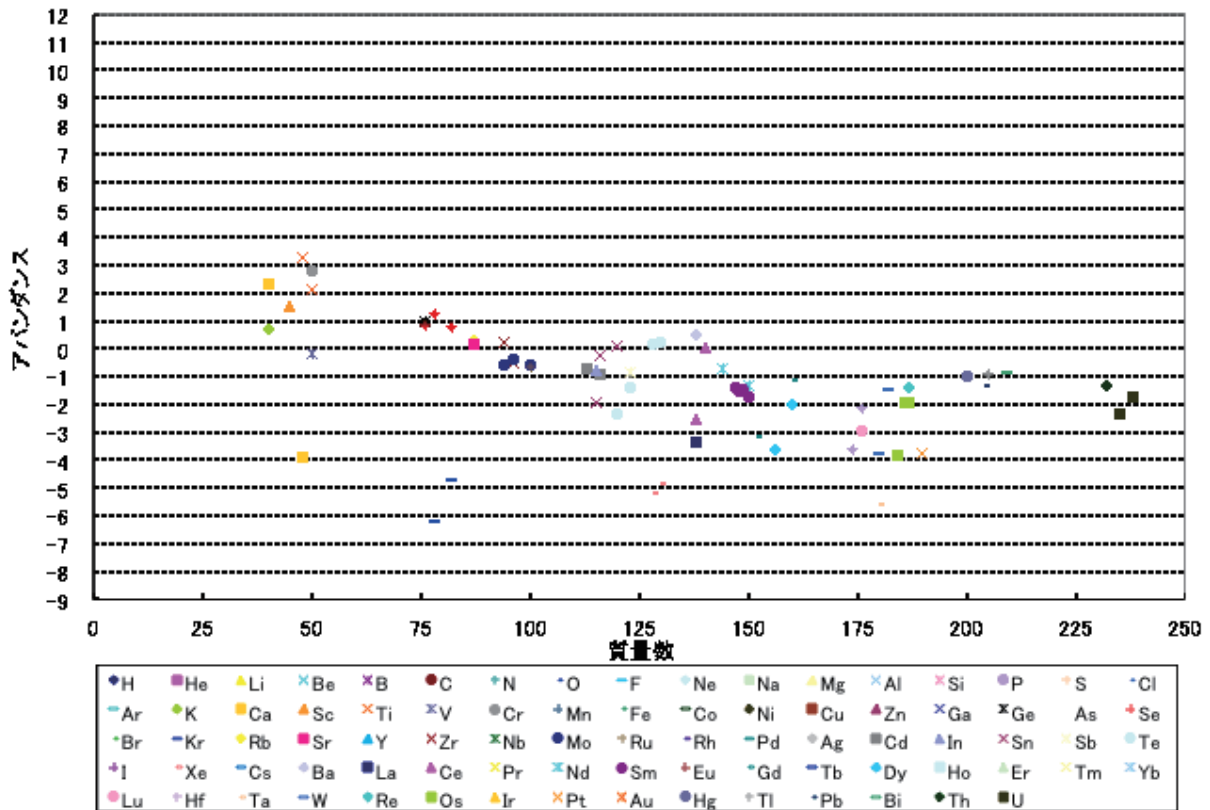
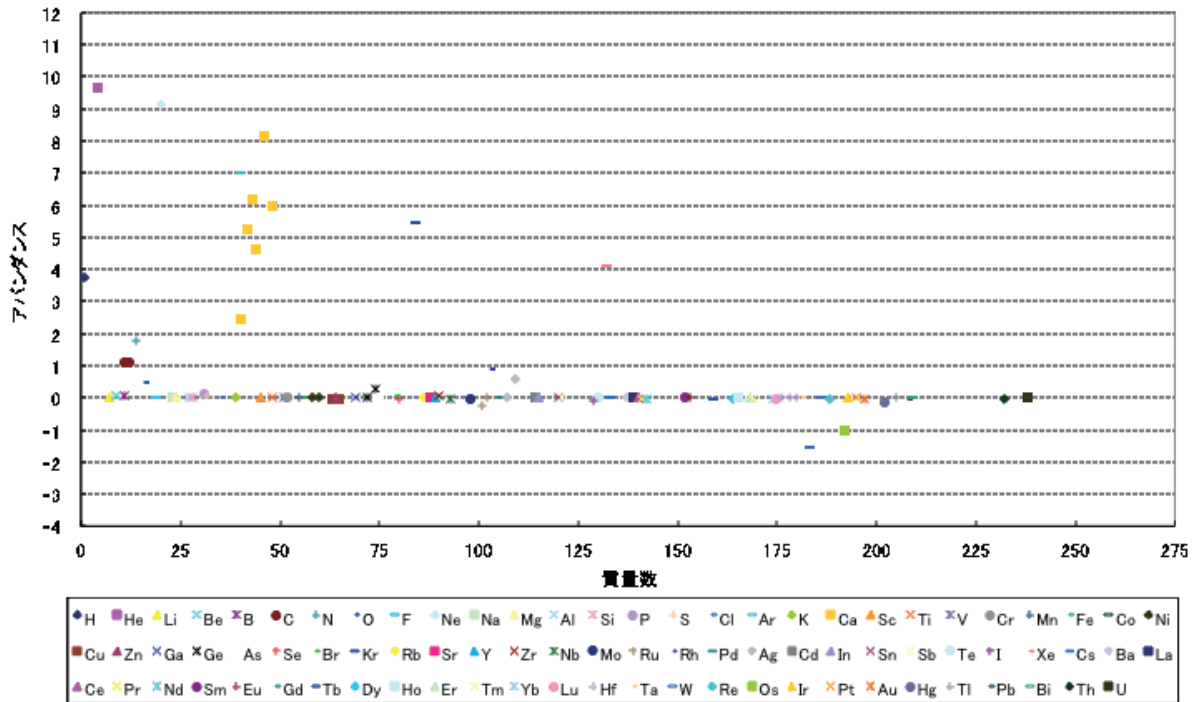


図 5. 太陽のアバダンスから隕石のアバダンスを差し引いた値(現在値)



参考文献

- [1] Kita, N. T. et al., 2005, in *Chondrites and the Protoplanetary Disk*, 558.
- [2] Tachibana, S. & Huss, G. R., 2003, *ApJ* 588, L41.
- [3] Smith, N. & Owocki, S. P., 2006, *ApJ*, 645, L45.
- [4] Smith, N., Li, W., Filippenko, A. V. & Chornock, R. 2011, *MNRAS* 412, 1522
- [5] Wasserburg, G. J., Busso, M., Gallino, R. & Nollett, K. M. 2006, *Nucl. Phys. A777*, 5.
- [6] Ouellette, N. 2008, *Doctoral Dissertation*, Arizona State University.
- [7] Nomoto, K, Tominaga, N., Umeda, H., Kobayashi, C. & Maeda, K. 2006, *Nucl. Phys. A777*, 424.
- [8] 三木順哉、瀧川晶、橘省吾、Huss, G. R. 2007, *日本惑星科学会誌* 16, No.2, 135.

E) 生命生存可能領域、生命発生について

分担研究者：原

概要

地球起源の隕石が太陽系や太陽系以外の系へ伝播していく可能性を調べている。地球起源の隕石としては、約 6550 万年前の小惑星が地球に衝突したチクシュループ・クレーターのを考えている。その直径約 10 km の小惑星の衝突により、地球もそれと同等（もしくは数分の 1）の質量の岩石が地球外へ巻き上げられ、他の惑星へ伝播する可能性がある。この地球から放出された隕石の軌道の数値計算は、Melosh (2003) によってなされており、火星、木星、土星等の swing by 等の摂動により太陽系内はもとより、数%程度の石は、数十万年から数百万年の時間スケールで太陽系からも放出されることが指摘されている。地球起源の隕石は太陽系内の、水が存在すると想定される火星はもとより、Enkeladus, Europa, Veres 等の衛星へも伝播して、多数がそこへ落下しており、地球起源の生命がそこで増殖している可能性は非常に高い。又、地球起源の隕石の大きさを直径 1 cm 程度と推定すると、太陽系以外の近くの星の系へも伝播してゆき、そこで矢張り swing by 等の摂動によりその経緯に捕獲されて、そこでの惑星の系へ落下している可能性も決して低くは無いことを、推定している。逆にいえば、銀河系で最初にどこかで生命が発生したとするなら、その生命の種が、同じようなメカニズムで、この太陽系にやってきた可能性も大きく、地球上の生命も他の惑星での起源の可能性は高い。

生命の種を含んだ隕石の、地球から他の惑星への伝播について

On the Transfer of Life-Bearing Meteorites from Earth to Other Planets

概要

地球起源の隕石が太陽系や、太陽系以外の他の惑星に伝播する可能性について調べた。例えば有名な 6500 万年前に地球に、およそ直径 10 km の小惑星が落下して、その痕跡がユカタン半島にチクシュルーブ・クレーターとして残っている。この時は、その衝撃で、かなりの地球起源の岩石が地球の重力圏を振り切り、宇宙空間飛び出したと推定される。もしこのとき放出された岩石の量が、落下してきた小惑星程度であり、放出された岩石が、十分細かく、粉碎されたと仮定するならば、例えば直径 1cm 程度の岩石としよう。すると 20 光年彼方の系外惑星へ、これらの石が到達する可能性は十分にある。

我々は、Melosh (文献 1) が推定した、放出率や捕獲率を採用し、Wallis や Wickramasinghe (文献 2) の議論を参照して、隕石の伝播を調べた。もし放出された微小なチリや、岩石が惑星空間の水や、隕石に取り込まれたならば、それらに埋め込まれたチリに付着していた生命の種(細胞)が、惑星間空間を十分に伝播する可能性はあると考えられる。或る仮定の下では、星間空間をも伝播する。

以上の仮定を逆にすると、つまり他の惑星で生命が発生したとすると、そこから放出された生命の種を含んだ岩石が、星間空間を飛翔していることになる。ある種の仮定の下では、100 億年前に我々の銀河系 (直径 10 万光年) の或る地点で生命が発生したとすると、それらが何億年も伝播して、別の惑星で繁殖し、又そこから放出されて、46 億年前に、その種の子孫が地球に到達した可能性も全くゼロではないことになる。

The probability is investigated that the meteorites originating on Earth are transferred to other planets in our Solar System and to extra solar planets. We take the collisional Chicxulub crater event, and the material that are ejected as an example of Earth origin meteors. If we assume the approximate size of the meteorites as 1cm in diameter, the number of meteorites to reach the exoplanet system (further than 20 ly) would be much greater than one. We have followed the ejection and capture rates estimated by Melosh (2003) and the discussion by Wallis and Wickramasinghe (2004). If we consider the possibility that the fragmented ejecta (smaller than 1cm) are accreted to comets and other icy bodies, then the buried fertile material could make the interstellar journey throughout Galaxy. If life forms inside remain viable, this would be evidence of life from Earth seeding other planets. We also estimate the transfer velocity of the micro-organisms in the interstellar

space. In some assumptions, it could be estimated that, if life has originated 1010 years ago anywhere in our Galaxy, it will have since propagated throughout our galaxy and could have arrived on Earth by 4.6 billion years ago.

1 Introduction

A number of scientists now believe that micro-organisms can be transferred to and from various planets and moons, including from Earth to other worlds (Joseph and Schild 2010a,b; Napier and Wickramasinghe 2010; Wainwright et al., 2010). To determine the probability of the transfer of viable organisms between planets, we have used Earth as the origin of these life-bearing rocks and have determined the likelihood that viable life could be deposited on those stellar objects in this solar system which are believed capable of sustain life, i. e. Enceladus, Europa, Ceres and dwarf planet Eris. Recently it has been reported that the detection of the super-Earth planets in the Gl 581 system which reside at the warming edge of the habitable zone of the star (Udry et. al. 2007). Therefore, we also investigate the probability of successful transfer to extra solar planets, such as Gl581. The propagation distance of life-bearing rocks are also estimated, and we have determined that under some circumstances, life originating in our stellar system could propagate throughout galaxy.

2 Seeding Other Planets With Life

Super-Earth planets have been recently detected, including in the Gl 581 system and which orbits at the warming edge of the habitable zone of the star (Udry et. al. 2007). If this planet or other super-Earth' s may harbor life is completely unknown. On the other hand, if microbial life were to be deposited on a super-Earth through mechanisms of panspermia (Joseph and Schild 2010a, b, Napier and Wickramasinghe 2010), then it could be predicted that these microbes might flourish and reproduce.

The only planet, which we know has life, is Earth. Therefore, Earth would be a likely source to seed other planets with life. This could take place following solar storms which eject microbes from the outer atmosphere into space, or from bolide impacts which eject boulders, rocks, and oceans of water into space (Joseph and Schild 2010a, b; Napier and Wickramasinghe 2010). Naturally, those meteors, asteroids or comets which strike with the most force, would eject the most material into space. Thus it could be predicted that the asteroid or meteor which struck this planet 65 million years ago, and which created the Chicxulub

crater (Alvarez. et al 1979) would have ejected substantial amounts of rock, soil, and water into space, some of which would have fallen onto other planets and moons, including stellar bodies outside our solar system, including Kuiper belt objects, Oort Cloud objects, and possibly exosolar planets. That meteorite was estimated to be about 10 km in diameter (Bralower et al 1998).

3 Probability of reaching the interesting objects within our Solar System

Here, we investigate the transfer probability of Earth origin rocks to our Solar System. We put parameters as following that N_0 rocks are ejected from Earth, s (cm) is the distance to the object, and the cross section of the rock captured by the object is σ (cm²). Then the impact rock number is estimated that N_0 times σ over the surface of sphere of radius s as

$$N_{\text{impact}} = N_0 \sigma / (4\pi s^2).$$

When the Chicxulub meteorite collided to Earth, it could be estimated that almost the same amount mass could be ejected from Earth, where we have taken the optimistic value (Wallis & Wickramasinghe, 2004). Then it is assumed that the ejected mass from Earth is f_1 times M_0 , where M_0 is the mass of the Chicxulub meteorite and the factor f_1 (~ 0.3) denotes the fraction of the mass ejected from Earth. Taking that the mean diameter of rocks is r_1 (cm) and the estimated diameter of the Chicxulub meteorite is R_1 (cm), the number N_0 of ejected rocks from Earth is estimated as f_1 times of the cubic of (R_1/r_1) . If we take R_1 and r_1 as 10(km) and 1(cm), the number N_0 of ejected rocks is the order of

$$N_0 \sim 3 \times 10^{17} (f_1 / 0.3) (R_1 / 10\text{km})^3 (r_1 / 1\text{cm})^{-3}.$$

This is a rather crude approximation. To be precise, we have to include the size distributions of rock fragments. Here we only tentatively want to estimate the number of rocks. If we take $r_1 \sim 1\text{mm}$, the above value has increased factor $\sim 10^3$. However the cosmic radiation in space will damage the micro-organism within the fragments of size $\sim 1\text{mm}$, unless it is covered by molecules such as ice or other elements.

The distance to the interesting objects within our Solar System is the order of astronomical unit. So we take the representative value as $s \sim 1\text{AU} \sim 1.5 \times 10^8$ km. The problem is the cross section σ . So we consider the following two models.

Model A : The cross section σ for the direct collision to the object is the order $\sigma \sim \pi R_0^2$ where R_0 is the radius of the object. Then the number of impact rocks is estimated for the case $R_0 \sim 10^3$ km and $s \sim 1$ AU as

$$N_A \sim N_0 \sigma / (4\pi s^2) \sim 3 \times 10^6 (f_1/0.3) (R_1/10^3 \text{ km})^3 (r_1/1 \text{ cm})^{-3} (R_0/10^3 \text{ km})^2 \times (s/1 \text{ AU})^{-2}.$$

This model corresponds to the high velocity case of ejected rocks.

Model B : After rocks are ejected from Earth, they are orbiting around Earth and then ejected to orbits around Sun through swing-by. If rocks could be decelerated by gravitational interaction, rocks are captured to objects. After a few My, some fraction of rocks could fall into objects. The gravitational infall to the object could be inferred by the gravitational accretion radius $R_g \sim G m_0 / v_0^2$ where m_0 is the mass of the object. Then the cross section σ is estimated as $\sigma \sim \pi R_g^2$ which is proportional to the mass square m_0^2 . As the dominant planet is Jupiter, the infalling rate is roughly proportional to $(m_0/M_J)^2$ where M_J is Jupiter's mass. Then the number of falling rocks is estimated for the case of $m_0 \sim 10^{20}$ kg as

$$N_B \sim N_0 (m_0/M_J)^2 \sim 10^3 (f_1/0.3) (R_1/10 \text{ km})^3 (r_1/1 \text{ cm})^{-3} (m_0/10^{20} \text{ kg})^2 \times (M_J/2 \times 10^{27} \text{ kg})^{-2}.$$

This model corresponds to the low velocity case of ejected rocks. The values for Enceladus, Europa, Ceres, Eris, Moon and Mars are presented in the Table.

Object	s (AU)	R_0 (km)	m_0 (kg)	N_A	N_B
Enceladus	10	2.5×10^2	7×10^{19}	2×10^3	5×10^2
Europa	5	1.6×10^3	5×10^{22}	3×10^5	3×10^8
Ceres	3	5×10^2	9×10^{20}	10^5	10^5
Eris	100	1.2×10^3	2×10^{22}	4×10^2	4×10^7
Moon	3×10^{-3}	1.7×10^3	7×10^{22}	10^{12}	5×10^8
Mars	1.5	3.4×10^3	6×10^{23}	2×10^7	4×10^{10}

Table. The values of s, R_0 , m_0 , N_A , N_B for Enceladus, Europa, Ceres, Eris, Moon and Mars

For every object, the number N_A and N_B are much greater than one. Although it is uncertain how rocks enter the presumed sea under the surface, for example, of Enceladus and Europa, the probability may be high that micro-organisms transferred from Earth would be adapted and growing there. The orbital calculations of meteorite transfer among planets within our Solar System are estimated by Melosh (2003).

4 Probability of reaching Gl 581 and extra solar planets

To extend the above consideration to the extra solar planets is almost straightforward. We introduce the factor f_2 (~ 0.3) which denote the fraction of rocks ejected from our Solar System.

As the distance to Gl 581 is 20 light years, we take the representative value for s as $s \sim 10^{19}$ (cm). The problem is the cross section σ . So we consider the following model A and C, where model A is the almost the same in section 2.

Model A : The cross section σ for the direct collision to the planet in the Gl 581 system is of the order $\sigma \sim \pi r^2 \sim \pi(m/m_\oplus)^{2/3}r_\oplus^2$ where m and m_\oplus are the mass of the planet and Earth, respectively. Then the cross section factor becomes

$$\sigma / (4\pi s^2) \sim (m/m_\oplus)^{2/3} (r_\oplus/s)^2 / 4 \sim 3 \times 10^{-21} (m/5m_\oplus)^{2/3} (s/10^{19}\text{cm})^{-2},$$

and the impact number becomes as

$$N_{\text{impact}} \sim N_0 \sigma / (4\pi s^2) \sim 3 \times 10^{-4} (f_1 f_2 / 0.1) (R_1/10\text{km})^3 (r_1/1\text{cm})^{-3} (m/5m_\oplus)^{2/3} \times (s/10^{19}\text{cm})^{-2}.$$

The probability for the direct collision is small.

Model C: The cross section σ could be enlarged including the effect of the gravitational interaction such as swing-by. If rocks could be decelerated by gravitational interaction, rocks are captured to the stellar system. Although the velocity dependence of the cross section is pointed out by Melosh (2003), it is difficult to include this effect here. Then we simply assume the cross section as $\sigma \sim f_3 \pi R^2$, where R is the orbit radius of the planet and the uncertainty factor f_3 is included. The number of impacted rocks, N_{impact} , becomes

$$N_{\text{impact}} \sim N_0 f_2 f_3 (R/s)^2 / 4 \sim 10^{-4} (N_0 f_2 / 10^{17}) (f_3 / 0.1) (R/1\text{AU})^2 / (s/10^{19}\text{cm})^2.$$

Due to the estimation of numerical simulations by Melosh (2003), the factor f_1 , and f_2 are

roughly 0.3. We take f_3 tentatively as ~ 0.1 . Even though there are many uncertainty factors, the probability could increase by considering the small rocks which are smaller than 1cm. If we consider the possibility that the fragmented ejecta (smaller than 1cm) are accreted to comets and other icy bodies in the 'Edgeworth-Kuiper Belt', the securely buried fertile material could make the interstellar journey through Galaxy (Wallis & Wickramasinghe, 2004).

The above estimated number N_{impact} is the captured number of rocks in the Gl 581 system. If we consider the falling probability f_4 to the appropriate planet and the landing probability f_5 to the appropriate circumstances of the planet, the probability for the proliferation of the life must be decreased. Then the numbers of rocks for the proliferation becomes

$$N_{\text{proli}} \sim 10^2 (N_0 f_2 f_3 / 10^{16}) (f_4 f_5 / 0.01) (R_1 / 10\text{km})^3 (r_1 / 1\text{cm})^{-3} (R / 1\text{AU})^2 \times (s / 10^{19}\text{cm})^{-2}.$$

If we take the mean velocity of meteorites in the interstellar space as 10 km/s, the elapsed time to travel to Gl 581 system is

$$T \sim s / v \sim 10^6 (s / 20 \text{ ly}) (10 \text{ km/s} / v) \text{ years.}$$

Then the time to be ejected from our Solar System through swing-by (several Million years) and the orbiting time to fall in the planet through swing-by after captured to Gl 581 system (several Million years) are longer than the travel time to Gl 581 system.

5 Transfer Distance and Velocity of rocks with Micro-Organisms

In this section, we estimate the distance and velocity of rocks with micro-organism through the interstellar space.

Model I: The number of ejected rocks from our Solar System is

$$N_{\text{ej}} \sim 10^{17} (f_1 f_2 / 0.1) (R_1 / 10\text{km})^3 (r_1 / 1\text{cm})^{-3}.$$

To apply the estimate to general stellar systems, we change the size of the system from $\sim 1\text{AU}$ to $\sim 10\text{AU}$ where the orbits of Jupiter and/or Saturn like planets are considered. If the radius of the planet orbit is taken as R , the cross section σ is given by $\sigma \sim \pi R^2$. The number of accumulated rocks to the system is

$$N_{\text{impact}} \sim N_{\text{ej}} \sigma / (4\pi L^2),$$

where L is the distance between the origin and the system. For the propagation of the micro-organism, N_{impact} must be greater than $N_{\text{crit}} (\sim 1)$. From the criterion ($N_{\text{impact}} \geq N_{\text{crit}}$), the distance L is limited as

$$L \leq L_{\text{crit}} \sim (N_{\text{ej}}/N_{\text{crit}})^{1/2} R/2 \sim 3 \times 10^4 (N_{\text{ej}}/10^{17})^{1/2} (1/N_{\text{crit}})^{1/2} (R/10\text{AU}) \text{ly}.$$

The propagation time T to the L_{crit} is given by

$$T \sim L_{\text{crit}}/v_{\text{mean}} \sim 10^9 (L_{\text{crit}}/3 \times 10^4 \text{ly}) (10 \text{ km s}^{-1}/v_{\text{mean}}) \text{ years},$$

where we take the mean velocity of rocks as 10 km s^{-1} . Then, by 10^9 years, rocks could reach each stellar system within the distance 3×10^4 light years.

The above estimate is rather optimistic. We must consider the uncertainty factor such as f_3 , f_4 and f_5 . If we include these factors, the value of N_{crit} must be greater than 10^3 . Then the above critical length decreased to

$$L_{\text{crit}} \sim (N_{\text{ej}}/N_{\text{crit}})^{1/2} R/2 \sim 10^3 (N_{\text{ej}}/10^{17})^{1/2} (10^3/N_{\text{crit}})^{-1/2} \text{ly}.$$

The propagation time T to L_{crit} is given by

$$T \sim L_{\text{crit}}/v \sim 3 \times 10^7 (L_{\text{crit}}/10^3 \text{ly}) (10 \text{ km s}^{-1}/v) \text{ years}.$$

Then, by 3×10^7 years, the many rocks ($\sim 10^3$) could reach each stellar system within the distance 10^3 light years.

To estimate the longer distance than L_{crit} , we consider the following model.

Model II: The Chicxulub crater event is 65 My ago and such event is happened roughly per every 100 My, which is consistent of the accretion rate of crater forming bodies (10^{11} g/y , Sephton (2003)). Then the mean number of ejected rocks per year N_{mean} is estimated as $N_{\text{mean}} \sim N_{\text{ej}}/(10^8 \text{y}) \sim 10^9/\text{y}$.

The number $N_{\text{acc}}(t)$ of accumulated rocks in the system of the distance L after t year is

$$N_{\text{acc}}(t) \sim N_{\text{mean}} \times t \times \pi R^2/(4\pi L^2).$$

Then the distance ($L_{\text{crit}}(t)$) which satisfies the criterion that $N_{\text{acc}}(t)$ is greater than $N_{\text{crit}} (\sim 10^3)$ is given by

$$L_{\text{crit}}(t) \sim (N_{\text{mean}} \times t \times R^2 / (4 N_{\text{crit}}))^{1/2}$$

$$\sim 10^3 (N_{\text{mean}} / 10^9)^{1/2} (t / 10^8 \text{y})^{1/2} (10^3 / N_{\text{crit}})^{1/2} (R / 10 \text{ AU}) \text{ ly}.$$

As the radius of Galaxy (R_G) is about 5×10^4 ly, it takes 3×10^{11} years for $L_{\text{crit}}(t) \geq R_G$, which is much greater than the age of our Galaxy.

Model III: If we assume that the propagated system becomes the place where the micro-organisms adapt, multiply and proliferate, the system becomes the source of the rocks with micro-organisms. If it takes t_0 time to propagate to such a system with distance L and t_1 time to proliferate there enough, the propagation velocity v_{prop} is

$$v_{\text{prop}} \sim L / (t_0 + t_1) \sim 10^3 \text{ ly} / (10^8 \text{ y}),$$

where we take $L \sim L_{\text{crit}} \sim 10^3 \text{ ly}$, $t_0 \sim 3 \times 10^7$ years and $t_1 \sim 10^8$ years, respectively.

1) If the multiplication factor m of such descendents for each generation is high ($m \gg 1$), the propagated distance L_{prop} would be proportional to the time as

$$L_{\text{prop}} \sim v_{\text{prop}} \times t.$$

It takes 5×10^9 years for $L_{\text{prop}} \geq R_G$, which means that if origin of life has begun within our Galaxy 10^{10} years ago, it has propagated through Galaxy, as our Galaxy age is almost 1.3×10^{10} years. The problem may be that many types of life which evolved differently from the same origin are falling to Earth nowadays.

2) If the multiplication factor m of such descendents for each generation is not high ($m \cong 1$) and they eject rocks with micro-organism only one time after t_1 , the propagated distance L_{prop} would be proportional to the square root of time for its random walk property, as

$$L_{\text{prop}} \sim L_{\text{crit}} \times (t / 10^8 \text{ y})^{1/2}.$$

If we take $L_{\text{crit}} \sim 10^3 \text{ ly}$, it takes 2.5×10^{12} years for $L_{\text{prop}} \geq R_G$. It means that, if origin of life has begun within our Galaxy 10^{10} years ago, it has propagated only $10 L_{\text{crit}} \sim 10^4 \text{ ly}$. If there are $X \sim 25$ sites where the life began 10^{10} years ago in our Galaxy, the propagated surface is about the same of our Galaxy by the equation

$$\pi (10 L_{\text{crit}})^2 X \sim \pi R_G^2.$$

Then the probability is almost one that our solar system is visited by the micro-organisms originated in extra solar system.

6 Conclusions and Discussion

Although there are many uncertain factors, the probability of rocks originated from Earth to reach nearby star system is not so small. The rough estimation is

$$N_{\text{impact}} \sim 10^4 (N_0 f_2 / 10^{17}) (f_3 / 0.1) (R/1\text{AU})^2 (s / 10^{19}\text{cm})^{-2}.$$

Although it is not certain that the micro-organisms within the size ($\leq 1\text{cm}$) of meteorites are still viable for several My under cosmic radiation in space, there is the possibility that the fragmented ejecta are covered by accreted molecules such as ice or other elements. It is pointed out the possibility that fragments are accreted by comets and other ice objects where the buried fertile material could endure the cosmic radiation (Wallis & Wickramasinghe, 2004). Under these circumstances fragments could continue the interstellar journey and Earth origin meteorites could be transferred to Gl 581 system. If we take it is viable, we should consider the panspermia theories more seriously.

We estimate the transfer velocity of the micro-organisms among the stellar systems. Under some assumptions, it could be estimated that if origin of life has begun 10^{10} years ago in one stellar system as estimated by Joseph and Schild (2010a, b), it could propagate throughout our Galaxy by 10^{10} years, and could certainly have reached Earth by 4.6 billion years ago (Joseph 2009), thereby explaining the origin of life on Earth.

References

- Alvarez, W., Alvarez, L.W., Asaro, F., Michel, H.V. (1979). Anomalous iridium levels at the Cretaceous/Tertiary boundary at Gubbio, Italy: Negative results of tests for a supernova origin, in, In: Christensen, W.K., Birkelund, T. (Eds), Cretaceous/Tertiary Boundary Events Symposium, University of Copenhagen, v. 2, p. 69.
- Bralower, T. J., Paull, C. K., Leckie, R. M. (April 1998)
The Cretaceous-Tertiary boundary cocktail: Chicxulub impact triggers margin collapse and extensive sediment gravity flows, *Geology* 26, 331-334.
- Melosh, H.J. (2003). Exchange of Meteorites (and Life?) Between Stellar Systems.

- Astrobiology, 3, 207–215.
- Sephton, M. A. (2003). Origin of Life. In: Gilmour, I. Sephton, M. A. (Eds), An Introduction to Astrobiology, Cambridge Univ. Press. Cambridge, pp 1–41.
- Udry, S. et. al. (2007). The HARPS search for southern extra-solar planets XI. Super-Earths (5 & 8 M_{\oplus}) in a 3-planet system , (astro-ph/0704.3841), Astronomy and Astrophys. 469, L43–L47.
- Wallis, M. K., Wickramasinghe, N. C. (2004). Interstellar transfer of planetary microbiota. MNRAS. 348, 52–61.

F) 惑星磁場の起源

分担研究者：中道

概要

惑星において生命が発生するために必要な条件の一つに惑星磁場の存在が挙げられる。惑星磁場は中心星や宇宙からやってくる高エネルギー粒子や紫外線を防ぐ役割があり、発生直後の脆弱な生命が存続するためには磁場の存在が欠かせない。こうした磁場がどのようなメカニズムで発生し、維持され、また変化するかという問題について理論的な取り組みを始めており、一定の成果を得た。

本研究は、2つの分野の研究に分けて推進した。1つ目の分野が天体の磁極反転、2つめの分野が初期宇宙の磁場を生成するインフレーション理論についてである。本報告書では、既に論文として出版された「太陽、惑星、衛星の磁極反転」に絞って報告する。

太陽、惑星、衛星の磁極反転

本研究は、以下の2つの査読有論文として出版された。

- A. Nakamichi, H. Mouri, D. Schmitt, A. Ferriz-Mas, J. Wicht, M. Morikawa,
“Coupled spin models for magnetic variation of planets and stars”
Monthly Notices of the Royal Astronomical Society
Volume 423, Issue 4, pages 2977-2990, July 2012
- N. Mori, D. Schmitt, J. Wicht, A. Ferriz-Mas, H. Mouri, A. Nakamichi, and M. Morikawa,
“Domino model for geomagnetic field reversals”
Physical Review E 87, 012108 (2013)

1 研究の動機

惑星において生命が発生するために必要な条件の1つに、惑星磁場の存在が挙げられる。惑星磁場は、近くの恒星やその恒星系外から飛んでくる高エネルギー粒子（放射線）を防ぐ役割があり、発生直後の脆弱な生命の存続には欠かせない。このような惑星磁場がどのようなメカニズムで発生し、維持され、また時間変化するののかという問題について、解決策を提示したいというのが本研究の動機である。

2 地球の磁極反転の現実

地球では、磁極の反転が不規則な周期で繰り返されてきたことがわかっている。直近の磁極反転は78万年前だが、その後、磁極が自転軸から45度以上傾くエクスカッションは18回以上も起きているし、1億6千万年の間に数百回の磁極反転が起きている。(図1)



図1： 横軸に1億6千万年の時間を取り、正磁極と負磁極の時期を色分けしたもの
(観測データを再現したもの)

地球の磁極反転では、反転に費やす時間は、極が安定している時間（約100万年のオーダー）に比べて非常に短く、数千年で反転が終わる。

また、地球内側の核とマントルとの境界に、磁束班や逆磁束班が出現していることも特徴である。

3 本研究の目標

このような地球の磁極が何度も反転を繰り返すダイナミクスを解明したいということが、本研究の目標となった。しかし、複雑な境界条件の3次元磁気流体力学（MHD）シミュレーションでは、計算機のパワーが足りないため、現実とはかけ離れた値のパラメーターを用いざるをえない。1回反転させるだけで大変である。そこで、磁極反転の物理を表すエッセンスを抽出した理論モデルを作ること、最初の目標に設定した。

4 地球磁場の起源

地球の場合は、内部にある外核が流体鉄であり、地球の自転に伴って流体鉄が回転する。（図2の色付の部分）すると、自転車のライトに装備されているダイナモ発電機のように、電流を流す鉄が回転することによって、磁場が生じる。生じた磁場がさらに電流を発生させるため、一度、地球磁場が発生すれば、流体鉄の回転によって磁場が増幅され、やがて安定値に近づくと考えられる。地球磁場の起源は、地球内部の流体鉄によるダイナモ効果である可能性が高い。

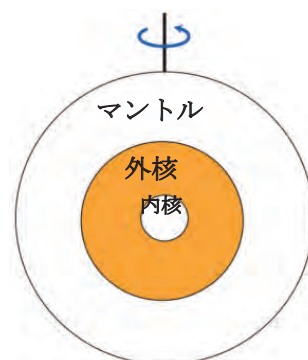


図2：地球の内部構造

5 提案：小さなダイナモ要素が協同して全体のダイナミクスを作る

コリオリ力が支配的な系では、非圧縮で密度一様な流体では、 $\vec{\Omega} \cdot \nabla \vec{v} = 0$ であることから、流れが回転軸方向に一様になることが知られている。

（Taylor-Proudman の定理） 実際、先行研究のMHDシミュレーションでは、流体鉄の外核に Taylor 柱と呼ばれる柱構造（図3）、またはさらに細かい構造のプリューム・シート構造が確認されている。

Taylor 柱には電流が巻きつき、電流の向きは隣り合う柱で逆向きになる。図3でCと記載しているものが「ふりほどき渦」、ACと記載しているものが「巻き込み渦」である。磁場を増幅する効果を持つのはAC（巻き込み渦）のみである。

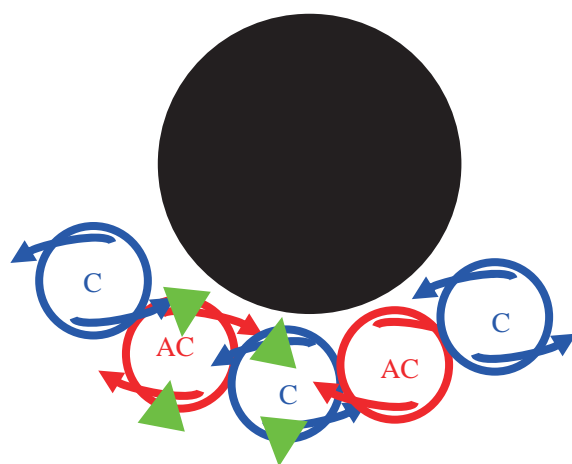


図3： 内核(大きな黒丸)の周囲の外核に Taylor 柱ができている様子を上から見た図。柱に巻き付く電流の向きは隣同志で逆。

我々は、AC電流の柱への巻き付き（巻き込み渦）によって生成された磁場をモデル化してマクロなスピンとして表す理論モデルを提案する。スピン同志は相互作用し、各スピンは地球のコリオリ力とも相互作用をすると考える。スピンは、AC渦柱の数Nだけ存在する。なお、地球の場合は、MHDシミュレーションの結果からスピン数がN=9が得られているため、我々もスピン数N=9を採用する。各スピンは、自転軸から角度θだけ回転した方向を向き、スピンはぐるぐると平面上を回転する。（図4）

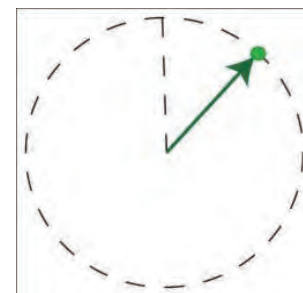


図4：i番目のスピン

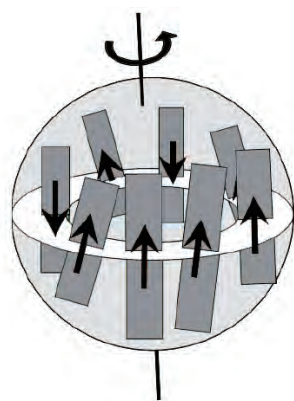


図5：N個のスピン

N個のマクロ・スピンの地球の外核に並んでいる様子を描いたものが図5である。各スピンはその場で回転する。スピンは当初ランダムな方向を向いているが、シミュレーションの結果、或る時、急にバタバタと向きが揃う時期が来ることが判明した。

この理論モデルを表す式を紹介する。下記の4種類のパラメーターを導入する：

- コリオリ力の卓越度を表すパラメーターを μ
- 磁場同志の相互作用を表す λ
- エネルギー散逸を表す κ
- 非一様に外核へ注入されるエネルギーを表す ξ

$$K = \frac{1}{2} \sum_{i=1}^N \dot{\vec{s}}_i^2 = \frac{1}{2} \sum_{i=1}^N \dot{\theta}_i^2$$

$$V = \mu \sum_{i=1}^N (\Omega \cdot \vec{s}_i)^2 + \lambda \sum_{i=1}^N \vec{s}_i \cdot \vec{s}_{i+1}$$

$$L = K - V$$

$$\frac{d(\partial L / \partial \dot{\theta}_i)}{dt} = \frac{\partial L}{\partial \theta_i} - \kappa \dot{\theta}_i + \xi$$

$$\langle \xi(t) \xi(t') \rangle = 2\varepsilon \delta(t - t')$$

我々は2種類の理論モデルを提案し、それぞれについてシミュレーションを行い、磁極反転の様子を調べた。

(1) Short-range Coupled Spin (SCM) Model

隣のスピンとだけ、スピン相互作用を考えるモデルである。運動エネルギーをK、ポテンシャルエネルギーをVとして、オイラー・ラグランジュの運動方程式を数値的に解く。摩擦項とランダム力は手で入れる。（下記の第4式の右辺第2項と3項）つまり、これは散逸系のモデルである。

(2) Long-range Coupled (LCM) Spin Model

$$K = \frac{1}{2} \sum_{i=1}^N \dot{s}_i^2 = \frac{1}{2} \sum_{i=1}^N \dot{\theta}_i^2$$

$$V = \mu \sum_{i=1}^N \vec{\Omega} \cdot \vec{s}_i + \frac{\lambda}{2N} \sum_{i < j}^N \vec{s}_i \cdot \vec{s}_j$$

$$L = K - V$$

$$\frac{d\mathcal{L}/\partial\dot{\theta}_i}{dt} = \frac{\partial\mathcal{L}}{\partial\theta_i}$$

全てのスピン同士の相互作用を考えるモデルである。シミュレーションの結果、このモデルで磁極反転を起こす際、摩擦力とランダム力は不要であった。これは保存系で近似するモデルとなっている。

以上2種類の理論モデルについて、オーダー・パラメータを $\vec{M}(T) \equiv \frac{1}{N} \sum_{I=1}^N \vec{S}_I(t)$ と定義する。

各スピンの向きが一気に揃って、オーダー・パラメータとコリオリ力との $M(t) \equiv \vec{\Omega} \cdot \vec{M}(t)$ 内積（これを磁化と認識）の符号が逆転した時が、磁極反転した時である。

6 マクロ・スピン・モデルから得られた地球磁場の結果

MHD シミュレーションの結果から、地球の場合はマクロ・スピンの数 $N=9$ に設定した。他のパラメータは、数値的に磁極反転が起きるような値を探した結果、 $\mu = -1$ 、 $\lambda = -1.8$ を採用する。

結果は下記の図6となり、LCM と SCM モデルの両方とも、地球の磁極反転の観測を再現した。

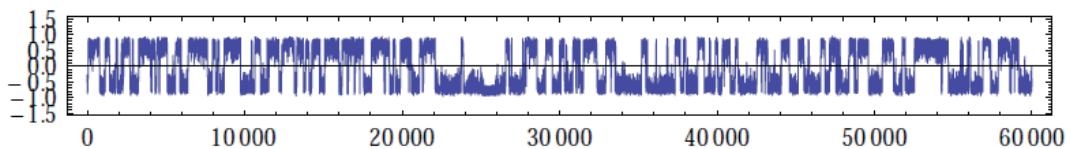


図6： LCM モデルで計算した $M(t) \equiv \vec{\Omega} \cdot \vec{M}(t)$

なお、数値計算の時間スケールは、観測と合うように1億6千万年間で338回の反転となるように決めた。

$M(t)$ のパワースペクトルは、LCM モデルの場合は図7となった。高周波側の冪は -1.7 である。観測値は -1.8 であるから、ほぼ一致している。一方、グラフの折れ曲がりには 1.9×10^6 年に相当するが、観測値は 1.19×10^6 年である。SCM モデルの場合も同様の結果が得られた。

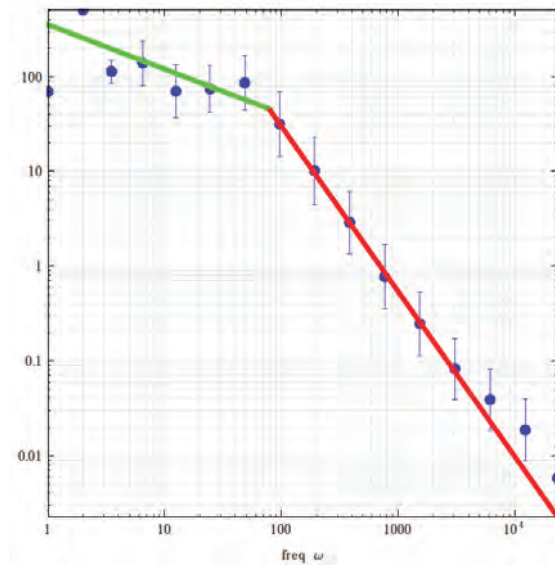
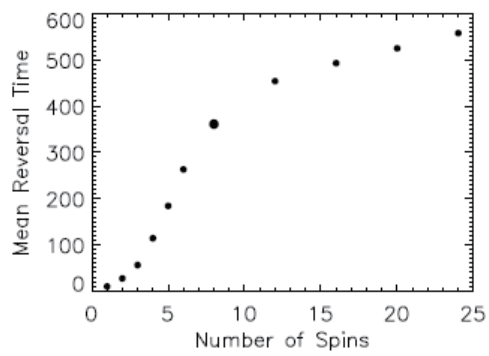


図 7 : LCM モデルのパワースペクトル



他のパラメーター調査の結果は以下の通りである。マクロ・スピンの数を増やしていくと、磁極反転にかかる時間は頭打ちになっていく。

図 8 : マクロ・スピンの数と磁極反転にかかる時間との関係

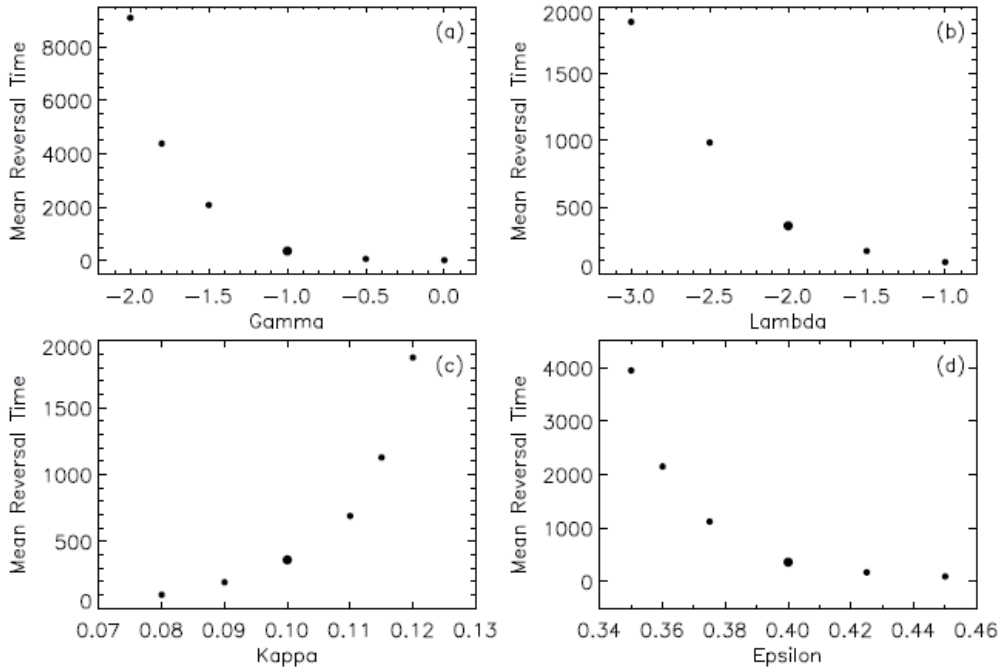
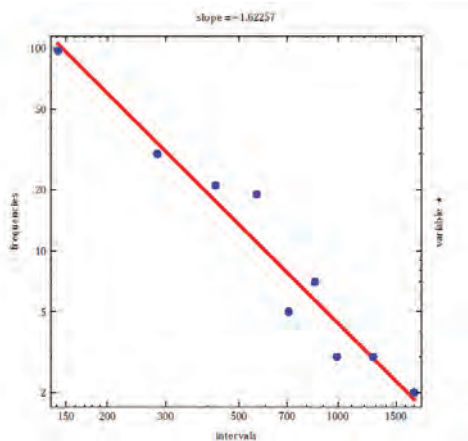


図 9 : 各パラメーターの値と磁極反転にかかる時間との関係



← 図 10 : 磁極反転の間のインターバルの
パワースペクトル

傾きは -1.62

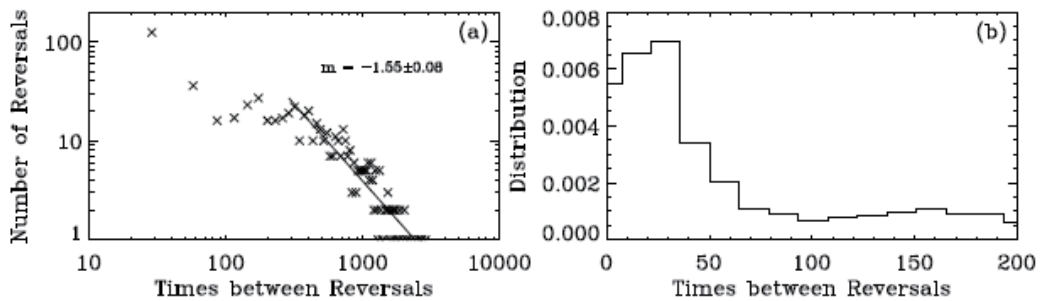


図 11 : インターバルの間隔について

磁化の分布は、LCS モデルの場合は図 12 の結果が得られた。符号の変化は、はっきりしている。SCS モデルの場合は、様子が若干異なった。

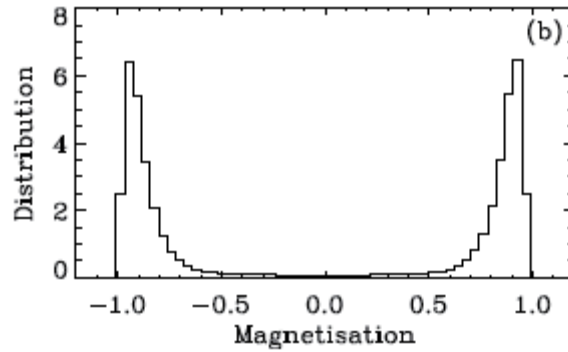


図 1 2 : 磁化の分布

7 考察： LCM モデルと SCM モデルとの違い

散逸系の SCS モデルでは、磁極反転のためには、外からのランダム力が必須であることがわかった。一方、LCS モデルでは、保存系で近似しているにもかかわらず、ランダムに反転する。

LCS モデルは、Hamilton Mean Field (HMF)モデルや蔵本モデルと呼ばれる既知の理論モデルに、コリオリカのポテンシャル項を加えた形になっている。

$$\frac{\partial \theta_i}{\partial t} = \omega_i + \frac{K}{N} \sum_{j=1}^N \sin(\theta_j - \theta_i)$$

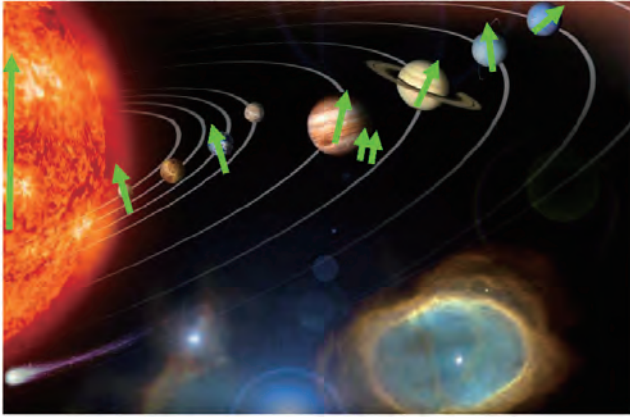
例：HMF モデルの運動方程式

シミュレーションの結果、LCS モデルと SCS モデルは両方とも、安定している『コア』のスピント、ぐるぐる回転し続ける『ハロー』のスピンの両方が存在するコア・ハロー構造を示すことがわかった。ハローの存在が、磁極反転のきっかけとなっているであろう。

8 他の太陽系天体の場合

左図 1 3 に矢印で描いたように、地球以外の惑星や衛星にも、探査機の観測によって双極磁場が発見されている。これら太陽系天体の磁場は、地球と同じようにダイナモ起源かどうかはわかっていない。本節では、地球と同じように、磁場がダイナモによって生成・増幅され、局所的なダイナモ要素が集まって天体全体の磁場を作っていることを仮定し、この理論モデルと観測結果とを比較する。

【惑星の磁場】 双極磁場は惑星・衛星にも付随する。



【太陽の磁場】…双極磁場は、恒星・中性子星にも付随。

図 1 3 : 太陽系天体の双極磁場

ダイナモ効果で生成された磁場が定常状態 $\frac{\partial B}{\partial t} = 0$ に達した場合、コリオリ力とローレンツ力とのつりあいから、

双極子モーメントは $d = N\gamma^2 R_C^2 R \left(\frac{2\rho_0\Omega}{\sigma} \right)^{1/2}$ と求められる。

ここで、局所的なダイナモ要素の大きさを、天体の半径 R の γ 倍とした：

磁場が測定されている太陽、水星、地球、木星、木星の衛星のイオ、ガニメデ、土星、土星の衛星のタイタン、天王星、海王星について、天体の質量 M と、双極子モーメントに関する量との関係をグラフに描いてみると、
 $\frac{d}{R^3 \sqrt{\frac{2\rho_0\Omega}{\sigma}} M}$ が天体の種類によらず、ほぼ一定であることを見出した。(図 1 4)

図 1 4 では、縦軸のスケールに対して、横軸は 8 桁も変化しているスケールであることに注意されたい。いかに一定量であることを示している。

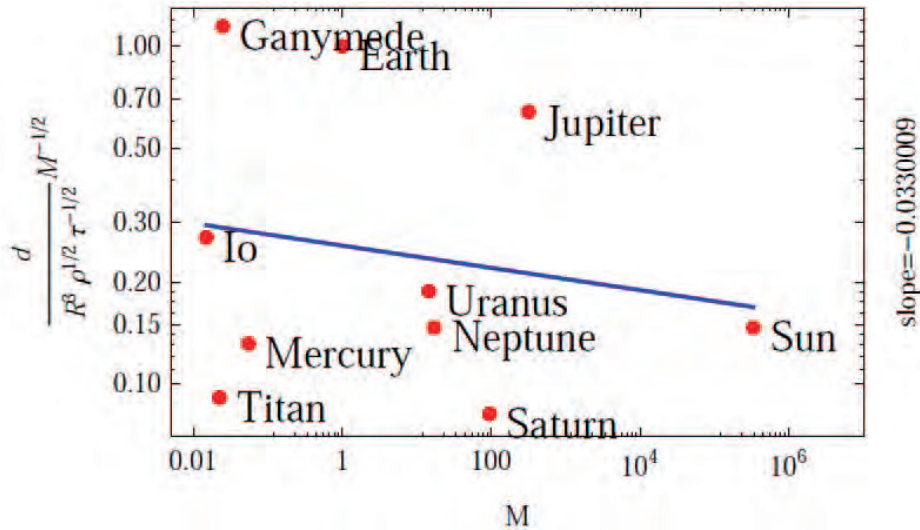


図 1 4 : 太陽系天体の磁場と質量とのスケーリング関係

このスケーリング関係から、マクロ・スピンの数 N 、局所的なダイナモ要素の大きさの指標 γ 、天体の質量 M との間に、以下の簡単な関係が成り立っていることを導いた。

$$N\gamma^2 \propto M^{1/2}$$

これより、天体の質量が大きければ、マクロ・スピンの数も多いということがわかる。

9 太陽の場合

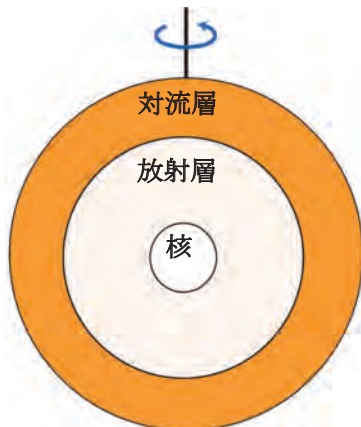


図 1 5 : 太陽の内部構造

太陽の場合は、高温のため固体は存在せず、プラズマのガスが流体となっている。対流層は圧縮性の流体であるため、Taylor 柱は存在しない。(図 1 5) しかし、ひので衛星が観測した粒状斑などのように、対流層には、組織的な構造が観測されている。

過去 400 年間にわたる黒点数の観測から (図 1 6)、約 11 年周期で規則的に黒点数が増減していることがわかっている。さらに、マウンダー極小期のように、黒点数がほとんど観測されない時期もあり、長周期の変動も存在する。なお、太陽の磁極は約 22 年周期規則的に反転する。黒点は、磁力線が太陽表面に出てきた場所だと考えられているため、黒点数の変動は、太陽磁場の変動を表している。

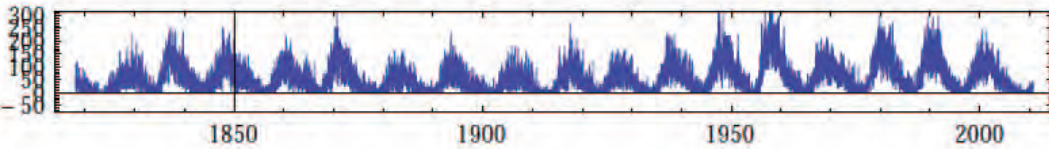


図 1 6 : 太陽黒点数の観測結果

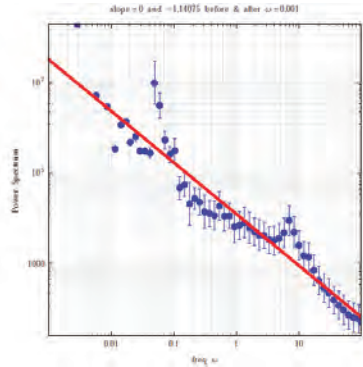


図 1 7 : 黒点数の時間変化のパワースペクトル

我々は、黒点数の観測結果の時間変化のパワースペクトルを調べたところ、図 1 7 の結果を得て、冪（赤い直線）が -1.1 になっていることを明らかにした。自然界に多い $1/f$ のスペクトルとなっているのである。なお、図の短い方のピークは、太陽の自転が約 28 日周期であることによる見かけの周期であり、長い方の 11 年周期のピークが黒点数の周期である。

マクロ・スピン・モデルの協同による磁極反転モデルを太陽に適用した結果、磁化 $M(t) \equiv \vec{\Omega} \cdot \vec{M}(t)$ の時間変化は図 1 8 の結果が得られた。長周期と短周期の変動の両方を再現できている。

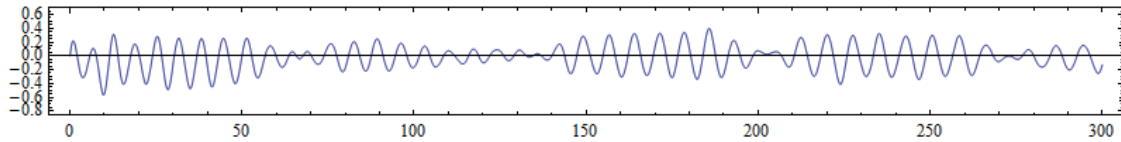


図 1 8 : 太陽の磁化の時間変化

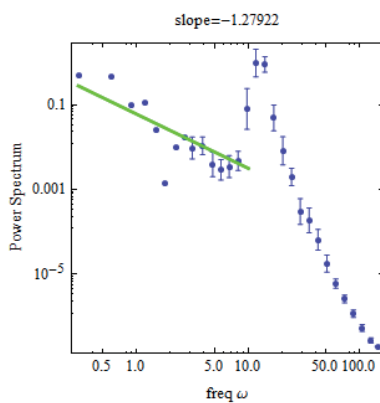


図 1 9 : 太陽磁化のパワースペクトル

パワースペクトルは図 1 9 の結果が得られた。こちらにも観測結果を再現している。なお、太陽の場合は、観測結果と合わせるため、

多数のマクロ・スピン $N=101$

低いポテンシャル障壁 $\mu = -0.01$

スピン相互作用 $\lambda = -2$

のパラメーター値を採用した。

10 まとめ

☆不規則な地球の磁極反転と、規則的で時間スケールの短い太陽の磁極反転の両方を、同じマクロ・スピン・モデルで記述できる。

☆マクロ・スピン・モデルは、各天体の局所的なダイナモ要素に対応しているであろう。

☆マクロ・スピン・モデルは、安定な双極子の凝集部分と、速い変動を与える自由運動部分の2成分系を作る。

☆スピン系と、惑星・太陽の磁場のゆらぎは、スケールは異なるが、共通の物理を持っているのではないか。

G) 宇宙における化学進化

分担研究者：吉川、近藤

概要

宇宙開闢以来、この宇宙における物質の進化は止まることなく続いている。我々の銀河系内での物質化学進化は言うまでも無く、宇宙全体における物質化学進化を探ることは、系外銀河における惑星の存在可能性を探る上で非常に重要な問題意識である。観測上、より遠方の銀河を観測することは、宇宙の過去をさかのぼることに他ならない。こうした遠方銀河の観測により、宇宙における物質進化史を明らかにすることを目的として、大型望遠鏡での観測を含めて推進している。また、遠方のクェーサーを光源とした多くの銀河による吸収線系の観測を重要な手段と認識しており、現在、開発中の高分散赤外線分光器を大型望遠鏡に設置することも視野に入れて、研究・開発を進めている。近赤外線高分散分光器は平成24年度にファーストライトを迎えたばかりであるが、今後、海外適地の4mクラス望遠鏡にPI装置として持ち込み、クェーサー吸収線系サーベイ観測を行うことを目標としている。

光学赤外線観測による激進化期の宇宙における銀河形成の研究

概要

宇宙全体の歴史の中における物質化学進化を調べるための課題の一つとして、本研究では銀河の形成史を調べることを目的とする研究を実施した。すばる望遠鏡、MOIRCSを用いた近赤外線撮像プロジェクト MODS の銀河測光データを使用した近赤外線多天体分光観測によって、比較的低質量の銀河にまで渡る星形成銀河を調べ、ダストに覆われた重金属量の多い銀河が宇宙の星形成に大きく寄与していることを示した。さらに、広視野多波長観測領域である SXDS 領域の $1.0\ \mu\text{m}$ 帯データを取得し、大質量銀河の星形成、年齢を調べる研究を継続している。

1. 研究の背景

宇宙全体の歴史の中における物質化学進化を調べることは、惑星形成や生命の誕生に関わる元素の生成史を探る上でも非常に重要な課題である。光の速度は有限なので、地球から遠くに見える宇宙を調べることによって、宇宙の歴史を調べることができるが、そのような遠方の宇宙において現在人類が観測可能なトレーサーの一つが、多くの恒星の集まりとして観測され、多くの恒星が生み出されている現場でもある銀河である。銀河の星形成に関わる活動を観測することによって、恒星の内部や超新星爆発など宇宙における重元素の生成を調べることができる。一方、星形成活動によって生成された重元素は、銀河内の星間ガスの中の成分として観測される。そこで、本研究では宇宙の歴史における物質化学進化のトレーサーとして、銀河の形成史を調べることを目的とする。

日本のすばる望遠鏡をはじめとする口径 8 メートルクラスの望遠鏡の活躍によって、宇宙の歴史を遡って銀河の進化を調べる研究が、特に過去 15 年ほどの間に飛躍的に進められてきた。そのような研究によって、宇宙が始まって 40 億年程度の時期（赤方偏移 $z\sim 2$ ）に特に星形成が激しい時期（銀河の激進化期）があったことが知られるようになった。一方、宇宙の歴史における冷たいダークマターの集積史は理論的なモデルによって調べられてきているが、その中で銀河を形成するガスがどのように集積され星になるかについては、最終的には観測的に調べる必要がある。特に、星質量を生み出した速さを表す銀河の星形成率と、過去に行われた星形成を反映する星質量の比較は本質的に重要である。例えば、星質量と星形成率の対数が傾き 1 で比例する時、個々の銀河は星質量に依らずに同じような星形成史を持つことがわかる。これらの物理量を決めるためには、それぞれ、寿命の短い大質量星と、寿命の長い低質量星の量を反映する放射の光度を観測的に求めることになる。

これらの観測量を得るためには、可視光の電磁波を観測することが最良の方法である。銀河から放射される電磁波の中で、銀河の星質量の多くを占める低質量星からの放射を反映するのは可視から近赤外線の波長である。また、大質量星によって電離されたガスからの再結合放射である

H α 再結合輝線も可視光にある。さらに、このような電離ガスが放射する再結合輝線比（[NII] λ 6583-H α など）を調べることによって、電離ガス中の重元素量を調べることも可能である。しかしながら、宇宙の膨張によって波長が赤方偏移するため、激進化期の宇宙の銀河に対しては近赤外線撮像、分光観測することが非常に重要である。過去の多くの研究では可視光で観測されたデータに基づいてサンプルを構築するため、主に、星質量・光度比が小さい上にダストの吸収を受けやすい静止系の紫外光によって選ばれた銀河に対して近赤外線分光観測が行われてきている。

2. 研究報告

以上のような着想に基づき、激進化期の宇宙の銀河を探索し、多数の分光サンプルを集めることができる観測装置として、すばる望遠鏡に取り付けるための近赤外線他天体撮像分光装置（MOIRCS）の開発に参加（図1）し、この観測装置を用いてハッブルディープフィールドノースとして知られる天域を含む約110平方分の領域を2008年まで3年間に渡って掃く近赤外線撮像観測（MOIRCS Deep Survey: MODS）に参加した。MODS領域は、GOODS-N領域の名前でも知られ、世界中の大きな望遠鏡がこの領域を観測し、多波長のデータセットを利用可能な領域である。MODSチームでは、ここに近赤外線のデータ（1.1 μ m帯、1.6 μ m帯、2.2 μ m帯）を追加することによって、遠方銀河の可視光に相当する波長のデータを加えた多波長カタログを作製した（図2）。さらに、このMODSで取得した画像データを元に37個の遠方星形成銀河の近赤外線分光観測を行った（図3）。本プロジェクトにおいては、この観測結果をまとめ論文を出版した。この研究では、銀河の星質量で選ばれたサンプルについて、従来よりも暗い天体のH α 輝線を捉えることにより遠方宇宙では知られていなかった、ダストに覆われているが質量が小さくて激しい星形成を行う銀河が多く存在することを示唆している。また、これらの銀河はそれまで知られていた遠方の星形成銀河と比べて高い重元素量を持つことを示した（図4）。このような銀河が見つかったのは、MOIRCSの探索能力とすばる望遠鏡の口径8mの主鏡の集光力を生かしたMODSによる深い近赤外線データに基づく低質量銀河までのサンプルと、近赤外線波長域での他天体分光による高い観測効率によるものである。

MOIRCS開発グループが観測を行ったMODS領域では、近赤外線ですべてに無く深い非常



図1. すばる望遠鏡に取り付けられた近赤外線多天体撮像分光装置（MOIRCS）

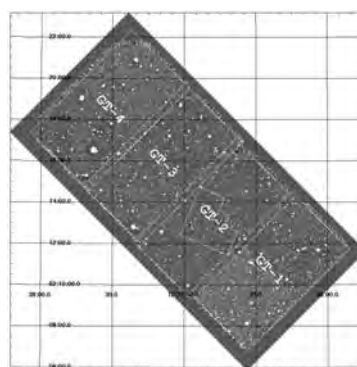


図2. MOIRCS Deep Survey (MODS) によるKバンド(2.2 μ m帯)の画像。

にユニークな撮像データを取得することができた。しかし、空間密度の小さな大質量銀河のサンプルを集めるためには探査面積が不十分である。MODS 領域は、約 100 平方分程度の広さであるため、赤方偏移 $z \sim 2$ の宇宙での共同座標での大きさは、差し渡し数 10Mpc のオーダーになる。一方、近傍の宇宙で典型的な銀河団の大きさは数 Mpc 程度のオーダーであり、局所的な大規模構造によって観測される銀河に偏りが生じる可能性がある。実際、MODS 領域内の銀河の空間分布で、種族に偏りがあることも指摘されている。従って、近傍では銀河団の中心にあるような大質量銀河、もしくはその祖先を調べるためにはより広い探査領域が必要になる。

Subaru XMM Deep Survey (SXDS) 領域は、イギリスの研究グループが中心となり、英国赤外線望遠鏡 (UKIRT) を用いて $50' \times 50'$ の領域を $1.3 \mu\text{m}$ 帯 (J バンド)、 $1.6 \mu\text{m}$ 帯 (H バンド)、 $2.2 \mu\text{m}$ 帯 (K バンド) の近赤外線観測する UKIRT Infrared Deep Sky Survey (UKIDSS) が進められている。この領域では、MODS 領域に比べると浅い探査であるが領域が広いので、大質量銀河のサンプルを構築することができる。また、日本のすばる望遠鏡に搭載された Suprime-Cam による可視光のデータ、Spitzer 宇宙望遠鏡に搭載された IRAC、MIPS による中間赤外線データ、XMM-Newton 宇宙望遠鏡による X 線データなどを利用して、幅広い波長に渡って銀河の解析を行うことができる。これらのデータは公開されており、利用することができる。

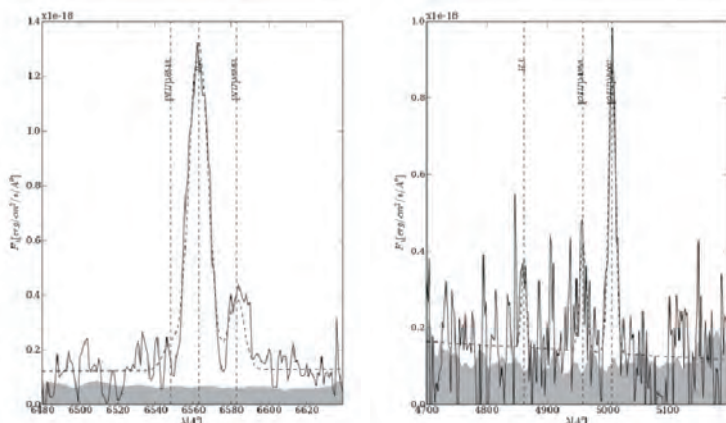


図 3. MODS 領域の近赤外線多天体分光で取得した $H\alpha$ 、 $H\beta$ 輝線の足し合わせデータ

2008 年～2010 年の 3 年間に渡って UKIRT の日本人観測時間公募に申請し、採択されて、本プロジェクトにおいても $1 \mu\text{m}$ 帯 (Y バンド) の近赤外線観測を行った。この波長はイギリスのグループでは観測されていないが、本研究で注目する赤方偏移 $z \sim 2$ の銀河の赤方偏移の測定精度を上げるのに重要な波長である。Y バンドのデータが赤方偏移 $z \sim 2$ の銀河の SED 分析に有効であることは、Y バンドを挟む 3 バンド (z バンド; $0.9 \mu\text{m}$, Y バンド, J バンド) のカラー (等級の差、すなわちフラックス比) からわかる [図 4]。図には、MODS 領域で観測された分光的赤方偏移が $z \sim 1.3$ から $z \sim 2.4$ の銀河について、ベストフィット SED から各バンドの等級を内挿したものと、各種モデルスペクトルの赤方偏移進化をプロットした。Y バンドで 4000 \AA ブレイクが観測される赤方偏移 $z \sim 1.7$ 前後で、これらのカラーが大きく変わることがわかる。

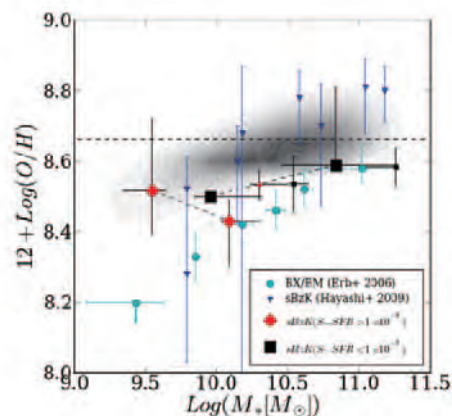


図 4. MODS 領域の星形成銀河の重金属量-星質量関係。観測された低質量星形成銀河の重金属量 (◆) が過去の研究 (●) と比べて高い

このデータを使用して赤方偏移 $z \sim 2$ の銀河の 4000 \AA ブレイクを測定することは、大きく二つの点から重要である。一つ目は、「測光学的赤方偏移」と呼ばれる手法を用いて銀河の赤方偏移、すなわち距離を決定する際の精度の向上が期待される。銀河の物理量を求めるときに、距離を正確に求めることは本質的に重要であるが、宇宙の激進化期とも呼ばれる赤方偏移 $z \sim 2$ の時代の銀河の赤方偏移を決めることは難しい。大量のサンプルの赤方偏移を調べるためには、この測光学的赤方偏移と呼ばれる多バンド観測データを用いて銀河 SED モデルにフィットする方法を用いる。銀河のスペクトル分布の中で特徴的である「 4000 \AA ブレイク」が赤方偏移 $z \sim 2$ では可視光線と近赤外線との間の波長で観測される [図 3]。このため、既存の可視光および近赤外線データでは距離を決める精度が落ちてしまう。二つ目は、銀河を構成する恒星の年齢を決定の精度向上が期待される。多波長カタログを銀河進化モデルに基づいた SED モデルにフィットすることによって、銀河が進化のどの段階にあるかを推定することができる。特に、 4000 \AA ブレイク付近の SED は銀河の年齢に敏感であることから、この辺りの SED のサンプリングが増えることは、銀河の年齢の推定精度を向上することにつながる。銀河の年齢を詳しく調べることで、その銀河が星形成のどの段階にあるのかを見ることができるようになるのである。

本プロジェクトにおいて、このデータの一次処理は完了し、3年間で観測したデータを足し合わせることで、Yバンドで24等級 (Vega) の深さのデータを得ることができた。このデータは、銀河の星質量に換算すると、この時代の銀河の典型的な星質量 $M^* \sim 10^{10.8}$ 太陽質量程度の銀河に相当すると期待される。Y

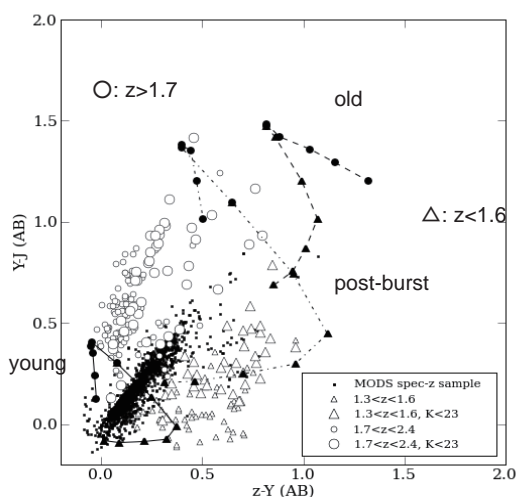


図 5. MODS サンプルのベストフィット SED 上で測った z -Y, Y-J カラー (本文参照) と、銀河のモデルスペクトルの赤方偏移を変えた時の軌跡のシミュレーション。

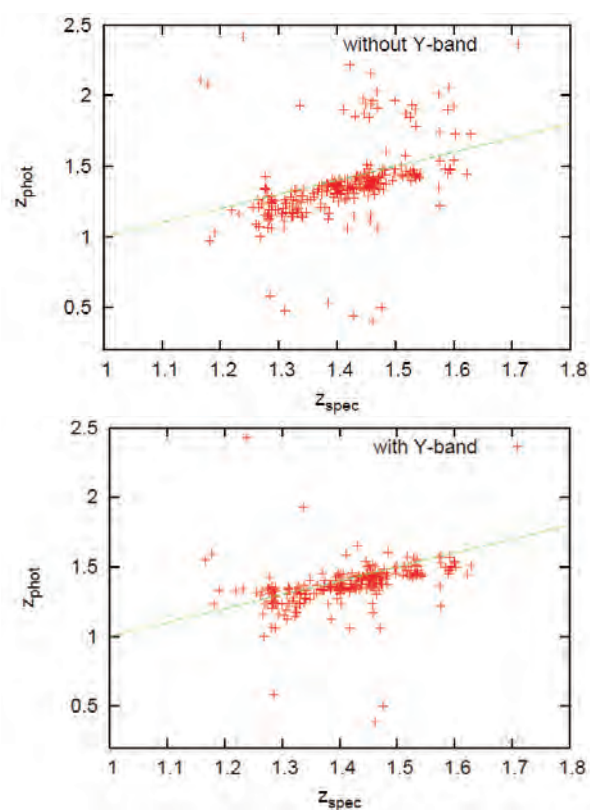


図 6. 分光学的に赤方偏移がわかっているサンプルについて、既存の可視・近赤外線のデータのみ (上) と、Y バンドのデータを加えた場合 (下) の測光学的赤方偏移。横軸が分光学的赤方偏移、縦軸が測光学的赤方偏移。Y バンドを加えることによってランダムエラーも系統エラーも小さくなることが確認された。

バンドを含めた測光学的赤方偏移の解析もすでに進めており、図 5 の通りの改善が見られることがわかった。分光学的にすでに赤方偏移がわかっているサンプルに対して、既存の可視光・近赤外線データのデータに Y バンドのデータを加えた時と加えないときで、測光学的赤方偏移がどのように変化するかをプロットしている。Y バンドのデータを加えることによって、ランダムエラーも系統的エラーも小さくなることが確認されている。これによって、銀河の星質量の精度の向上が期待される。このデータ解析は共同研究者の東北大学の栗田健太郎氏との協力で行い、本プロジェクトにおいては、2012 年に神山天文台へ栗田氏を招聘してセミナーを実施し、議論を深めた。これらのデータを元に、大質量銀河の星質量集積史を調べる解析を継続中である。

3. まとめと今後

本プロジェクトの研究において、MODS 近赤外線撮像観測、およびそれに続く近赤外線多天体分光観測に基づいた銀河の激進化期における銀河の星形成史の研究結果をまとめ、論文を出版した。この研究においては、それまでの観測的研究よりも低質量の銀河の星形成の性質を調べ、ダストと重金属量が多い低質量星形成銀河が数多く存在することを示した。さらに、それに続く研究として SXDS 領域の Y バンドデータを取得し、そのデータ解析を実施した。

今後の研究計画として、まずは SXDS 領域の赤方偏移 $z \sim 2$ の大質量銀河の数密度を調べる。このような研究は銀河の星質量関数の進化の研究としてすでに先行研究も多い。そこで、今回のサンプルについて先行研究と比較しながらまとめる。

次に、同領域の先行研究による観測データを利用し、大質量銀河の星形成の性質や活動銀河核との関連を調べる。SXDS 領域は、世界の多くの望遠鏡が様々な波長で観測を行っているサーベイ領域である。この多波長データを活用して大質量銀河の性質を調べる。中間赤外線は、星形成によって銀河の星間ダストが加熱され、熱再放射を観測していると考えられることから星形成率の指標となる。また、X 線は活動銀河核からの放射を観測していると考えられ、活動銀河核の指標となる。これらの関連をまとめ、次世代の観測装置を活用したさらなる研究に向け、観測提案を検討する。

参考文献

査読付き論文雑誌掲載論文

- “MOIRCS Deep Survey. VI. Near-infrared Spectroscopy of K-Selected Star-forming Galaxies at $z \sim 2$ ”, Yoshikawa, Tomohiro; Akiyama, Masayuki; Kajisawa, Masaru; Alexander, David M.; Ohta, Kouji; Suzuki, Ryuji; Tokoku, Chihiro; Uchimoto, Yuka K.; Konishi, Masahiro; Yamada, Toru; Tanaka, Ichi; Omata, Koji; Nishimura, Tetsuo; Koekemoer, Anton M.; Brandt, Niel; Ichikawa, Takashi, *ApJ*, 査読有, 718, 112-132 (2010)

赤外線高分散分光による高赤方偏移MgII吸収線系の観測

クェーサーのスペクトル上に現れる中性水素や金属吸収線は銀河内や銀河間空間に存在するガス雲によって生じ、「クェーサー吸収線系」と呼ばれている(図1)。吸収線によって観測するため、天体の明るさや距離に依存しない無バイアスな観測が可能であり、そのため、宇宙論的な時間スケールで銀河の化学進化の研究が可能となる(e. g., Pettini 2004)。

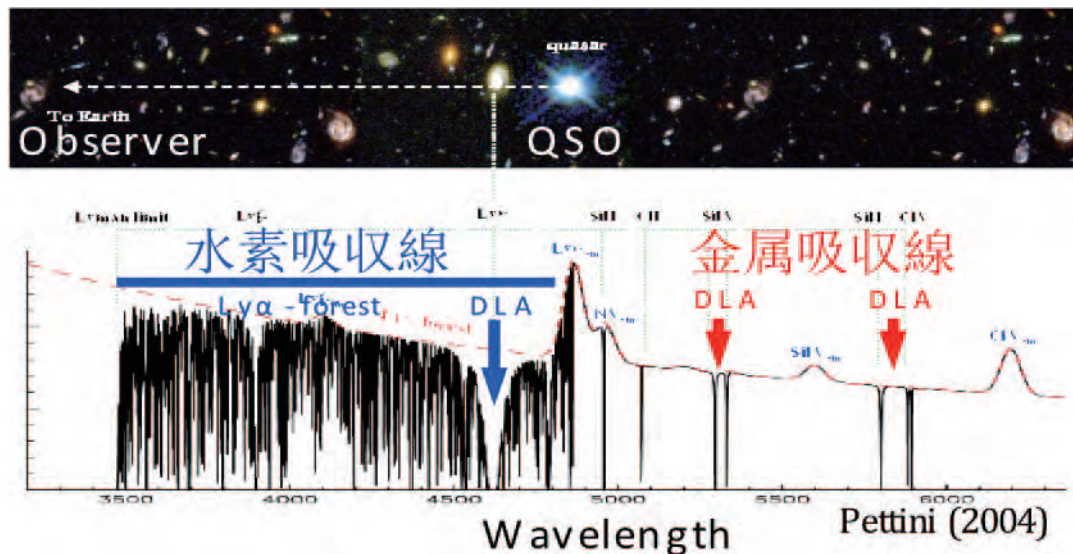


図1. クェーサー吸収線系の概念図(Pettini 2004のFIGURE 1. を改変)。上のパネルが概念図で、下のパネルがそれに対応するクェーサースペクトルを表している。スペクトルにクェーサーからLy α 輝線が現れ、それよりも短波長側に銀河間空間に漂う薄いガス雲によって生じる多数の中性水素吸収線(Ly α forest)が見られる。特に銀河などの中性水素コラム密度が濃いガス雲を視線が通過するとDamping Wingが見えるほど深い吸収が現れ、Damped Ly α system(DLA)と呼ばれている。また、Ly α 輝線よりも主に長波長側に中性水素吸収線に対応する金属吸収線がスペクトル上に現れる。

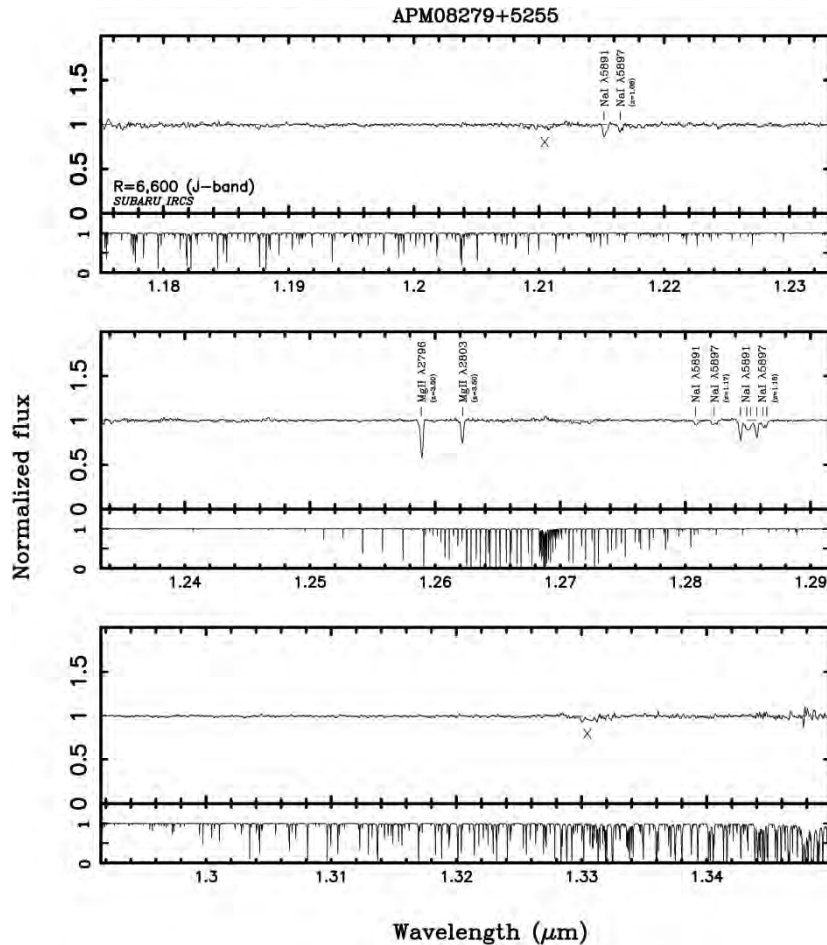


図 2. IRCS で得られた高S/N比 ($S/N > 60$) の APM08279+5255 の J-band 波長域での高分散スペクトル ($R=6,600$)。横軸が波長で縦軸が規格化したスペクトルを示している。1.26 μm に $z=3.5$ の MgII 二重吸収線を明確に認識できる (Kondo et al. 2008)。また $z=1.06, 1.17, 1.18$ の NaID 二重吸収線も検出されている (Kondo et al. 2006)。下のパネルは ATRAN (Lord 1992) で計算したマウナケアでの大気吸収モデルスペクトルを示している。

銀河の星生成と関連した比較的低温度のガス雲をトレースする低電離の金属吸収線の多くは、較的長い波長域に存在するため、高赤方偏移 ($z > 2.5$) の銀河の化学進化研究には赤外線波長域における高感度な高分散分光観測が必要となる。そこで、我々のグループではすばる望遠鏡に搭載された赤外線高分散分光器「IRCS」と補償光学(AO)を組み合わせ、銀河進化と密接に関連した MgII $\lambda\lambda 2796, 2803$ 吸収線をターゲットとし、赤方偏移 $2.6 < z < 3.8$ に対応する観測波長 1.02-1.35 μm における高分散分光を進めた。特に非常に弱い吸収線まで検出できるスペクトルを得るため、まず我々は観測研究として最適なターゲットである近赤外で最も明るい2つの高赤方偏移重力レンズクェーサー「APM08279+5255」($z=3.91$)と「B1422+231」($z=3.63$)の観測を行った。MgII吸収線はその等価幅(Wr)の分布関数の違いから $Wr > 0.3\text{\AA}$ の strong system と $Wr < 0.3\text{\AA}$ である weak system に分類されることが知られている (e.g., Churchill et al. 1999, Nestor et al. 2005)。特に weak MgII system は中性水素の大部分を占める DLA よりも金属量がシステマティックに高いことや (Churchill et al. 1999)、SNe Ia の化学進化の特徴が反映された $[\text{Mg}/\text{Fe}] \sim 0$ を示すものが存在する (e.g., Rigby et al. 2005, Hamano et al. 2012) など、宇宙の化学進化を調べる上

で重要かつ興味深い天体である。我々は得られたスペクトルに対し、weak MgII吸収線系のサーチを行い、APM08279+5255とB1422+231のスペクトルでそれぞれ1つの吸収線を検出した。その1例を図2に示す。さらに、観測したスペクトルの波長領域から単位赤方偏移あたりの個数を求めた(図3)。その結果、weak MgII吸収線系は $z \sim 3$ において一定数存在しており、さらに可視光高

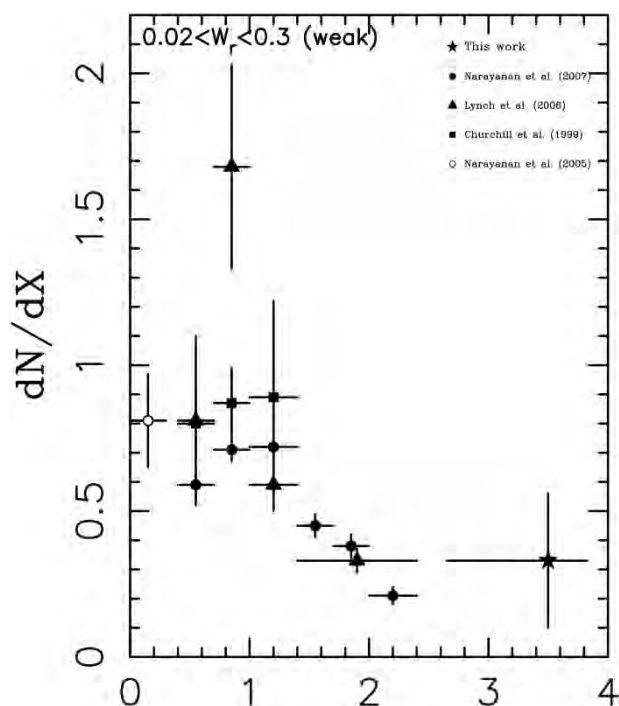


図 3. weak MgII 吸収線系の個数密度進化。横軸が赤方偏移、縦軸が共同座標系における単位赤方偏移あたりの個数密度を示している。星印の点が今回得られた結果であり、丸印、三角、四角の点は可視光高分散分光観測により得られた結果である(Narayanan et al. 2007, Lynch et al. 2006, Churchill et al. 1999)。中抜き丸印はMgIIと同じ低電吸収線であるCIIとSiIIの結果から推定された値である(Narayanan et al. 2005)。

分散分光による低赤方偏移($z < 2$)の観測と比較すると $z \sim 1.2$ 以上で急激に減少する傾向は $z \sim 2-4$ でほぼ止まることが示唆される。また取得したスペクトルは $W_r < 0.02-0.06 \text{ \AA}$ を検出できるにも関わらず、 $W_r < 0.2 \text{ \AA}$ の吸収線は検出されなかった。これは低赤方偏移でみられている赤方偏移が大きくなると W_r が小さいシステムの割合が減少する傾向とは矛盾しない。これらのことから $z \sim 3$ のweak MgII systemは $z \sim 2$ と同様な性質を持っていることが示唆される。

我々は検出した吸収線系の各速度コンポーネントのMgIIとFeII、さらに可視光高分散分光観測スペクトル(Ellison et al. 1999)のSiIII, AlIII, AlIII, CIIのコラム密度を推定した。また、低赤方偏移のデータ(Narayanan et al. 2008, Rigby et al. 2002)と $z=0$ でのweak MgII systemに相当すると考えられるintermediate velocity clouds (IVCs)やhigh velocity clouds (HVCs)と比較を行った(図4, 5)。その結果以下のことが分かった：1) $z \sim 3$ のFeII/MgIIのコラム密度比は $z \sim 2$ とほぼ同じであり、 $z \sim 2$ と $z \sim 3$ のweak MgIIではアバundanceの点において似た性質であることが示唆される。2) SiIII/MgIIのコラム密度比は全赤方偏移でほぼ一定であり、これはMgとSiの同じ α 元素(SNe II起源)であり、かつ同じイオン化状態にあるためだと考えられる。3) AlIII/MgII

のコラム密度比は赤方偏移に対してばらつきが大きくかつ上限値の点が多いため、明確な傾向を示さない。これはMgが α 元素である一方で、Alが2次元元素であるためにsystemごとに化学組成比が大きくばらついているためだと考えられる。4) AlIIIと同様に AlIIIもMgIIとのコラム密度比は赤方偏移に対して 明確な傾向は示さない。アバundance比同様にイオン化状態もsystemごとで大きくことなっている可能性が示唆される。5) CII/MgIIのコラム密度比は赤方偏移 $z=3.5$ から $z=0$ までシステマティックに増加している。これらの比はCLOUDY (Ferland et al. 1998)によるphoto ionization modelを仮定すると雲の水素密度によらず、ほぼ一定であるので(e. g., Narayanan et al. 2008)、この傾向は星からの質量放出によってMgに対するCのアバundanceが増加している傾向が見えていると解釈できる。

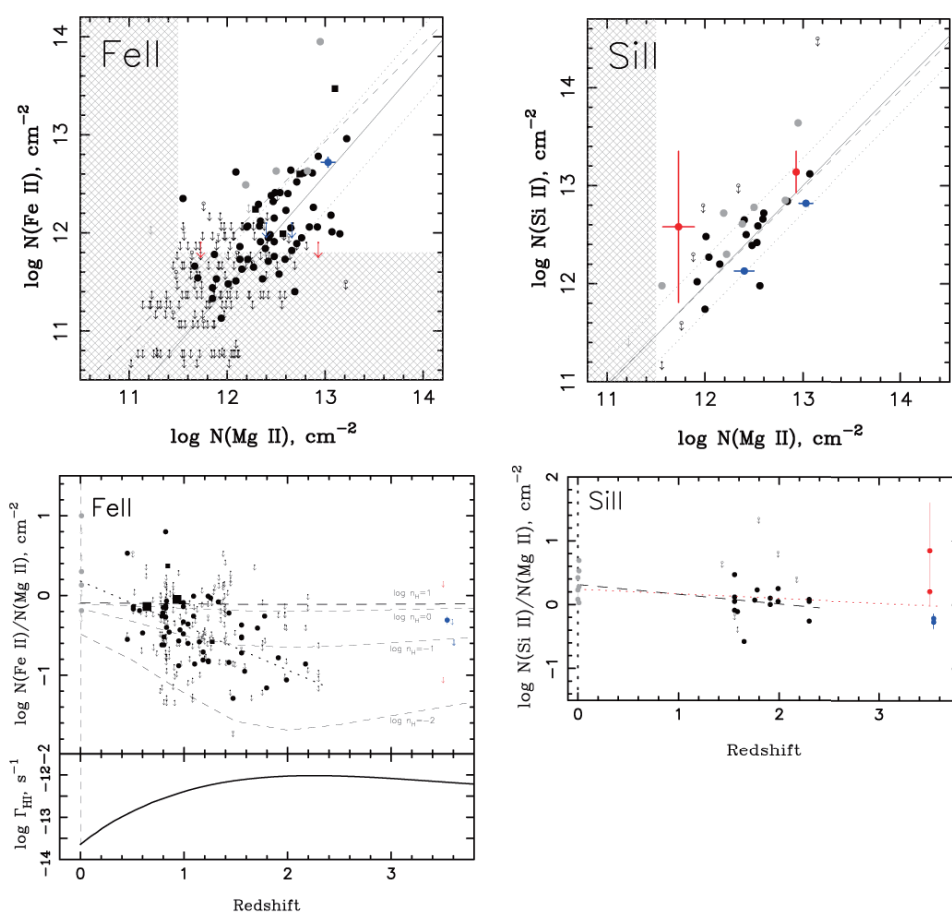


図4. MgIIと他の低電離イオンのコラム密度比の比較及びそれらと赤方偏移の関係。左からFeII, SiIIとの関係図を並べている。各図の上のパネルはMgIIと比較するイオンのコラム密度の関係を示している。下のパネルは赤方偏移に対するMgIIと比較するイオンのコラム密度比を示している。上のパネル：赤い印と青い印はそれぞれAPM08279+5255及びB1422+231のスペクトル中で検出した高赤方偏移MgII吸収線系の速度コンポーネントを示している。黒い丸(Narayanan et al. 2008)および四角の点(Rigby et al. 2002)は $0.3 < z < 2.4$ のデータ点、灰色の点が銀河系のIVCs(Howk et al. 1999)とHVCs(Richer et al. 2009)の点を示している。図中の点が生検定された値であり、矢印が上限値を示している。図中に引かれた線及び点線はNarayanan et al. 2008で求められた低赤方偏移データでの線形フィットとその1シグマエラーを示しており、破線は太陽組成を示している。図中の破線領域は我々のスペクトルでMgIIおよびFeIIが検出できない領域を示している。下のパネル：データ点については上のパネルと同じである。黒い破線および赤い破線は $z < 2.4$ のデータ及び全赤方偏移に対するデータに対して線形フィットをかけた結果である。FeIIに関しては、パネルの下に比較のため水素のphotoionization rate(Haardt & Madau 2011)を示しており、パネル中の破線はそれを仮定した時のCLOUDY photo ionization modelingで、図中に示した水素密度のときにモデルから期待されるコラム密度比を示している。

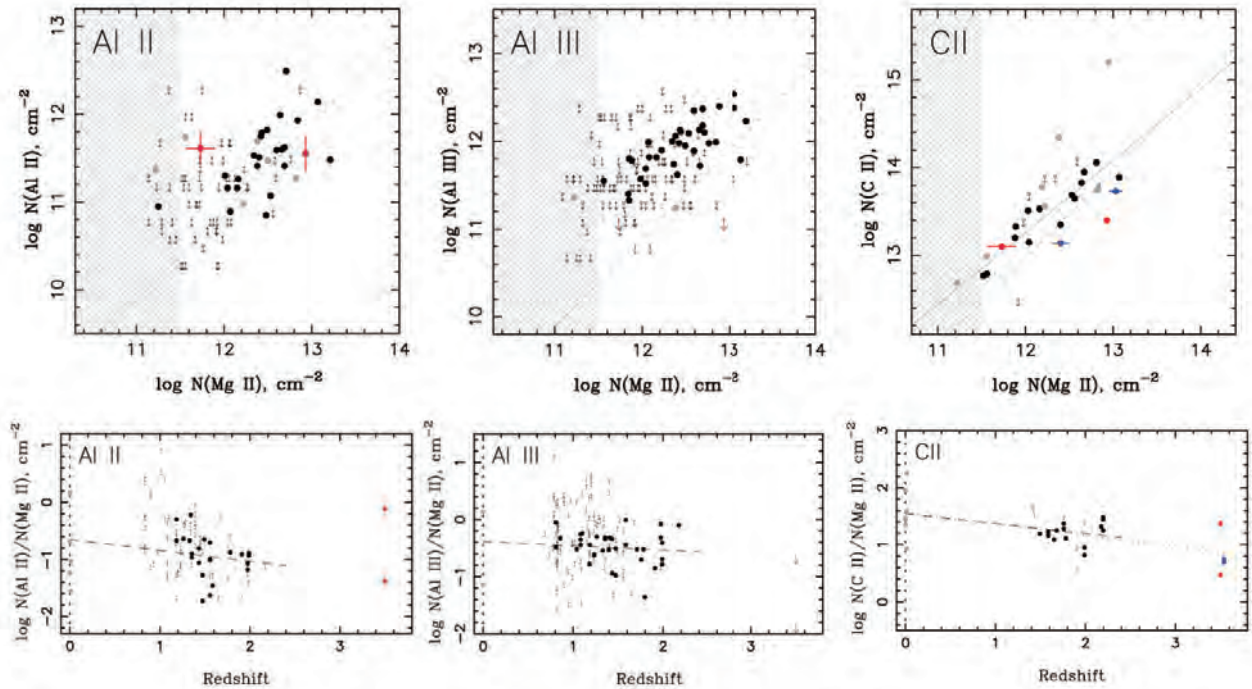


図5. MgIIと他の低電離イオンのコラム密度比の比較及びそれらと赤方偏移の関係。左からAlII, AlIII, CIIとの関係図を並べている。データ点等の意味は図4と同じ。

References

- Churchill, C. W., Rigby, J. R., Charlton, J. C., & Vogt, S. S. 1999, *ApJS*, 120, 51
- Ellison, S. L., et al. 1999b, *PASP*, 111, 946
- Ferland, G. J., Korista, K. T., Verner, D. A., Ferguson, J. W., Kingdon, J. B., & Verner, E. M. 1998, *PASP*, 110, 761
- Haardt, F., & Madau, P. 2011, arXiv:1105.2039
- Hamano, S., Kobayashi, N., Kondo, S., et al. 2012, *ApJ*, 754, 88
- Howk, J. C., Savage, B. D., & Fabian, D. 1999, *ApJ*, 525, 253
- Kondo, S., et al. 2006, *ApJ*, 643, 667
- Kondo, S., et al. 2008, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 399, 209
- Lord, S. D. 1992, *NASA Technical Memo* (Washington: NASA), 103957
- Lynch, R. S., Charlton, J. C., & Kim, T.-S. 2006, *ApJ*, 640, 81
- Narayanan, A., Charlton, J. C., Masiero, J. R., & Lynch, R. 2005, *ApJ*, 632, 92
- Narayanan, A., Misawa, T., Charlton, J. C., & Kim, T.-S. 2007, *ApJ*, 660, 1093
- Narayanan, A., Charlton, J. C., Misawa, T., Green, R. E., & Kim, T.-S. 2008, *ApJ*, 689, 782
- Nestor, D. B., Turnshek, D. A., & Rao, S. M. 2005, *ApJ*, 628, 637
- Pettini, M. 2004, *Cosmochemistry. The melting pot of the elements*, 257
- Richter, P., Charlton, J. C., Fangano, A. P. M., Bekhti, N. B., & Masiero, J. R. 2009, *ApJ*, 695, 1631
- Rigby, J. R., Charlton, J. C., & Churchill, C. W. 2002, *ApJ*, 565, 743

H) 高分散赤外分光器の開発

分担研究者：池田、近藤、小林、三戸、松永、吉川、藤代

概要

近赤外線高分散分光器の開発を進めている。本格的な開発は平成23年度より開始し、当該装置に必要な検出器やデュワーの設計、装置の検討、イマージョン回折格子の開発などが終了、平成24年度にはファーストライトに成功した。開発は東京大学との共同研究という形をとっており、非常に短期間で一定のレベルまで装置が立ち上がった。現状では波長分解能3万の性能を発揮しつつあり、世界トップクラスの望遠鏡と肩を並べるまでにいたっている。すでにいくつかの天体を試験的に観測しつつあり、平成24年度中には本格的な観測体制がとれるようになる。更に今後、分散素子をエシエル回折格子からイマージョン回折格子へとアップグレードすることを予定しており、最終的には波長分解能10万の世界性高レベルを目指して開発を進めている。

研究テーマ「高分散赤外分光器の開発」については、平成22年度までの予備的な実験・開発に続き、平成23年より本格的な開発に着手した。緻密な開発計画管理が幸いし、平成24年度には望遠鏡に設置した状態でのファーストライトに成功し、第一段階として波長分解能3万のモードが達成できることを確認した。最終年度中には細部の調整を行い、定常的運用に入ることを目指している。この分光器は0.85~1.35ミクロンの波長域では世界トップレベルの性能を誇るものであり、将来的にはイマージョン回折格子をインストールすることで波長分解能10万を達成し、世界成功性能を実現することが本研究開発の目標である。装置開発についての初期成果は、国際研究集会で発表し、論文として出版済みである。

その他、望遠鏡による精密な観測を実施するうえで、フラット補正と呼ばれる一連の作業が重要となるが、そのために必要な設備については、従来、詳細な科学的検討の無いままに関連設備が設置されていた。今回、我々は自身によるシミュレーションを実施し、初めて詳細な検討を行った。現在、その結果を元にしてフラット光源関連装備、望遠鏡パツフルなどの整備を進めている。この成果についても国際研究集会にて発表し、論文出版済みである。

近赤外線高分散分光器 WINERED (Warm INfrared Echelle spectrograph) の開発と現状の性能評価

Abstract

WINERED is a newly built high-efficiency (throughput > 25–30%) and high-resolution spectrograph customized for short NIR bands at 0.9–1.35 μm . WINERED is equipped with ambient temperature optics and a cryogenic camera using a 1.7 μm cut-off HgCdTe HAWAII-2RG array detector. WINERED has two grating modes: one with a conventional reflective echelle grating ($R \sim 28,000$), which covers 0.9–1.35 μm simultaneously, the other with ZnSe (ZnS) immersion grating ($R \sim 100,000$). We have completed the development of WINERED except for the immersion grating, and started engineering observations with an engineering grade array at the Nasmyth platform of 1.3 meter Araki Telescope at Koyama Astronomical Observatory of Kyoto-Sangyo University in Japan. We confirmed that the spectral resolution ($R \sim 28,000$) and the throughput (> 40% w/o telescope/atmosphere/array QE) meet our specifications. With the engineering array and at high ambient temperatures, we measured ambient thermal backgrounds, which are much higher than we expected. We plan to identify the source of this thermal leak, which could be the engineering grade array and/or degradation of the cold thermal blocking filter. WINERED is a portable instrument that can be installed at any telescope with Nasmyth focus as a PI-type instrument. If WINERED is installed on a 10 meter telescope, the limiting magnitude is expected to be $J=18-19$, which can provide high-resolution spectra with high quality even for faint distant objects.

1. INTRODUCTION

High resolution spectrograph in near-infrared (NIR) wavelength range is a powerful tool to explore a variety of astronomical objects from planets to cosmological objects by measuring chemical abundance and gas dynamics with atomic and/or molecular lines. WINERED (Warm Near infrared Echelle spectrograph to Realize Extreme Dispersion; Ikeda et al. 2006¹, Yasui et al. 2006², 2008³). The primary objective of WINERED is to realize *NIR high-resolution spectrograph with high sensitivity* by achieving high throughput ($> 25\sim 30\%$), which is about twice as high as those of conventional high resolution spectrographs. WINERED also aims for the highest spectral resolution ($R\sim 100,000$) by developing ZnSe or ZnS immersion grating. While this immersion grating is now under development, 4, 5 WINERED has another mode with a normal reflective echelle grating, which can simultaneously cover a wide wavelength range (0.9–1.35 μm) with a resolving power that is comparable to those of many IR high resolution spectrographs ($R\sim 28,000$; Yasui et al. 2006²).

Because the wavelength range of WINERED is limited to 0.9–1.35 μm , where the ambient thermal background is very small, a warm optical system with no cold stop can be realized. Because of the compact design (the size is 1.8m \times 1.0m \times 0.5m and the total weight is ~ 250 kg), WINERED, which is now located at the Nasmyth platform of 1.3 meter Araki Telescope at Koyama Astronomical Observatory of Kyoto-Sangyo University, can be moved to any larger telescopes as a PI-type instrument.

This paper is structured as follows: § 2 shows the optical performance of WINERED from the on-going engineering observations. § 3 briefly presents the engineering grade array and its cassette. § 4 shows the throughput of WINERED. § 5 shows the results of the ambient background measurement to examine the possibility of the warm optical system. § 6 presents the detection limits of WINERED. In § 7, we comment on our future plan.

2. OPTICAL PERFORMANCES

2.1 Overview

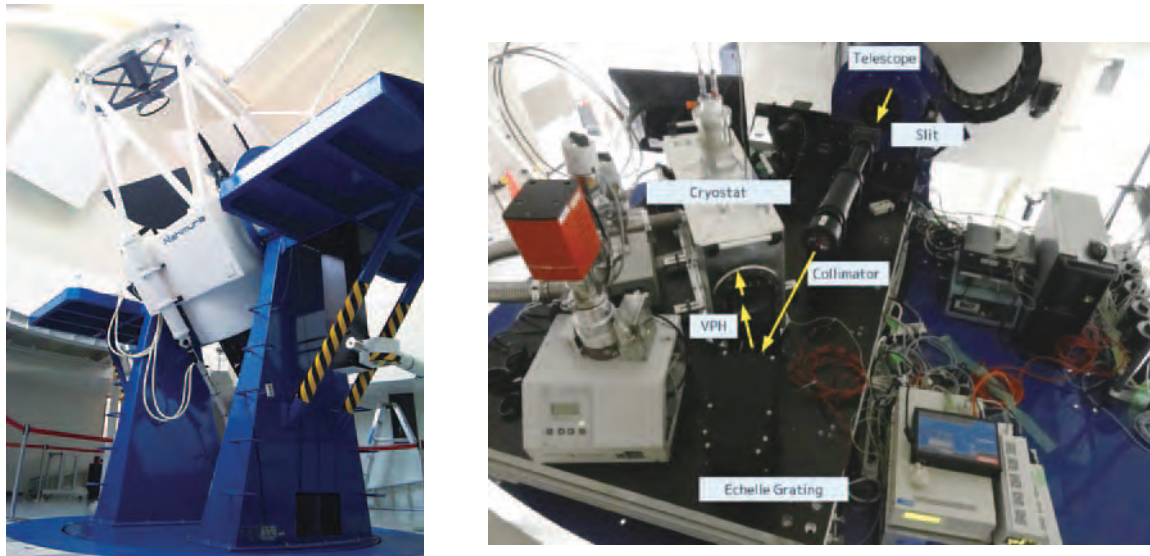


Figure 1. KAO 1.3 m Araki telescope (left), and WINERED installed on the Nasmyth platform (right). Warm optics, including the echelle grating and the cross-disperser (VPH), are exposed for viewing purpose.

WINERED has three observational modes, one is the normal grating mode (N-mode) covering 0.90–1.35 μm in one exposure with $R=28,300$ using a reflective echelle grating. The others are two immersion grating modes, Y- and J-modes, which cover 0.96–1.13 μm and 1.12–1.35 μm , respectively, with $R=103,000$. The optical configuration of WINERED is shown in Figure 2 of Yasui et al. (2008)³. Overall specifications and optical parameters are summarized in Tables 1 and 2, respectively. At present, WINERED has been completed except for the immersion grating. We mount WINERED on the Nasmyth focus of the 1.3m Araki telescope of Koyama Astronomical Observatory (KAO) of Kyoto-Sangyo University and started engineering observations with N-mode (Figure 1).

While almost all optical components are in the ambient environment with room temperature, the camera lenses and the infrared array are installed in a cryostat for cooling. The temperature of an array is 10 degree higher than our spec (77 K) for this engineering run. We plan to improve the thermal path in the cryostat to make it colder.

	Immersion grating mode	Normal grating mode
Maximum spectral resolution	103,000 (2-pix sampling)	28,300 (2-pix sampling)
Wavelength coverage	Y-mode: 0.96–1.13 μm J-mode: 1.12–1.35 μm	N-mode: 0.90–1.35 μm
Volume	1800 mm(L) \times 1000 mm(W) \times 500 mm(H)	

Table 1. WINERED basic specifications

		Immersion grating mode	Normal echelle mode
Slit	Slit width	100, 200, 400 μm	
	Slit length	3.12 mm	
Collimator	Focal length	770 mm	
	Clear aperture	84 mm	
Echelle Type		ZnSe (ZnS) immersion grating	classical echelle grating
	Blaze angle	70 deg.	63.9 deg.
	Groove density	31.80 gr/mm	31.60 gr/mm
Cross-disperser	Frequency	710 lines/mm (Y-mode) 510 lines/mm (J-mode)	280 lines/mm
	Bragg angle	20.8 deg. (Y-mode)	9.3 deg.
		17.9 deg. (J-mode)	
Camera	Focal length	266.80 mm	
	Clear aperture	128.25 mm	
Detector	Array format	2k \times 2k (Teledyne, HAWAII-2RG)	
	Pixel size	18 μm \times 18 μm	
	Cut-off wavelength	1.76 μm	
Slit viewer	FOV	0.95' \times 0.72'	
	Wavelength region	0.6 – 0.9 μm	
Artificial light source		Th-Ar (for wavelength calibration) Halogen lamp	

Table 2. Optical parameters of WINERED

2.2 Performances

2.2.1 Echellogram

Figure 2 shows the echellograms of an astronomical object (Arcturus) and a flat-lamp obtained with N-mode. We confirmed that the entire wavelength range, 0.90–1.35 μm ($m=41-61$), is covered in a single exposure by investigating the echellogram of Th-Ar comparison lamp. Figure 3 shows the N-mode spectra of a A0V star (HIP 58001) and P Cyg, which show broad hydrogen absorption lines and strong emission lines, respectively. This wide wavelength range of about 4000 \AA can be covered in one exposure, which should enable extensive classifications of a variety of astronomical objects.

2.2.2 Spectral resolution

We measured the spectral resolution of N-mode using the Th-Ar lamp. The measured spectral resolutions are defined as the FWHM of single Th-Ar emission lines. Figure 4 shows the obtained spectral resolution as a function of wavelength. We confirmed that the designed spectral resolving power ($R=28,300$) is probably achieved through the entire wavelength range.

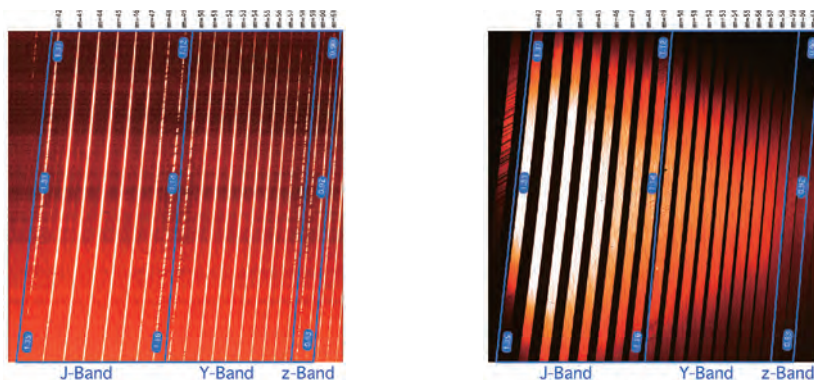


Figure 2. Echellogram of an astronomical object (left) and a flat-lamp (right). The faint spectrum seen among the low orders are the ghosts from the 2nd-order lines of the VPH cross-disperser (HAWAII-2RG has the sensitivity for the optical wavelength). However, because the ghosts are enough separated from the object spectrum, they do not produce any critical problem.

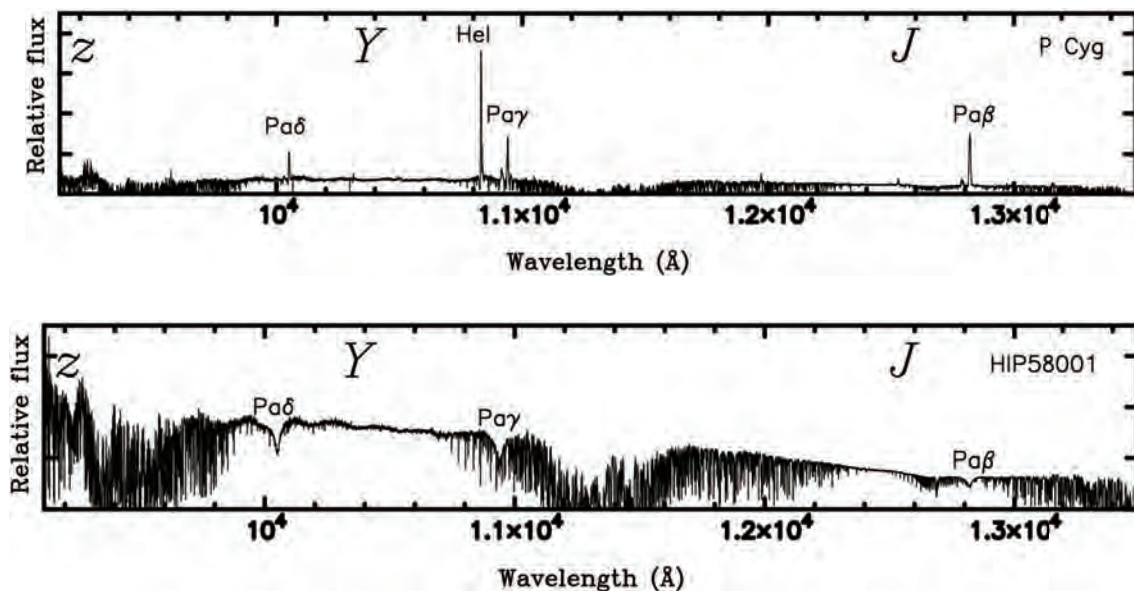


Figure 3. Top panel: the spectrum of a star HIP 58001 (A0V). Broad $\text{Pa } \beta, \gamma, \delta$ absorption lines are clearly seen. The strong telluric absorption features due to water vapor are seen between z, Y, and J-bands. Bottom panel: the spectrum of P Cyg. It is found that $\text{Pa } \beta, \gamma, \delta$ emission lines as well as very strong HeI emission have clear P Cygni profiles.

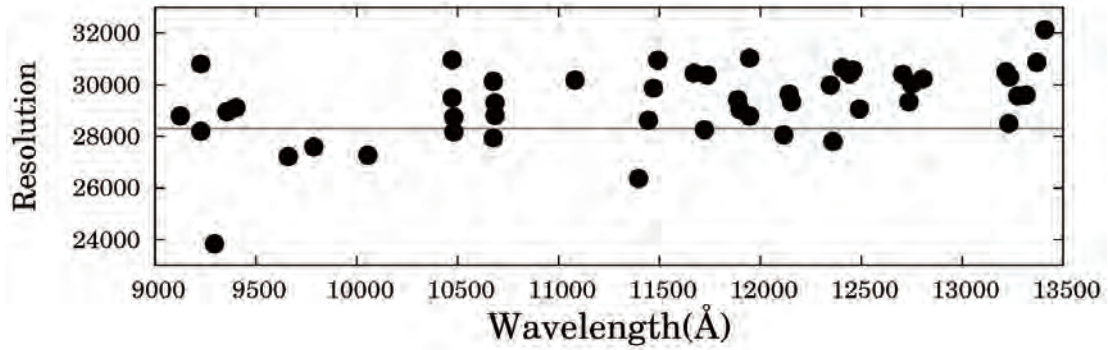


Figure 4. Measured spectral resolution for N-mode. The black points show the measured values. The solid line shows the target spectral resolution, which is defined by 2-pixel sampling.

3. INFRARED ARRAY

We use a 1.7 μm cut-off $2\text{k}\times 2\text{k}$ HAWAII-2RG array⁶ to suppress ambient thermal backgrounds at longer wavelengths beyond H-band, and SIDECAR ASIC and JADE2⁷ for readout electronics. An engineering grade array is now installed for optimizing the array operation.

3.1 Array Cassette

Figure 5 shows the new design of our array cassette. We designed this cassette for safe assembly, releasing thermal stress, and easily cooling to the purpose temperature.

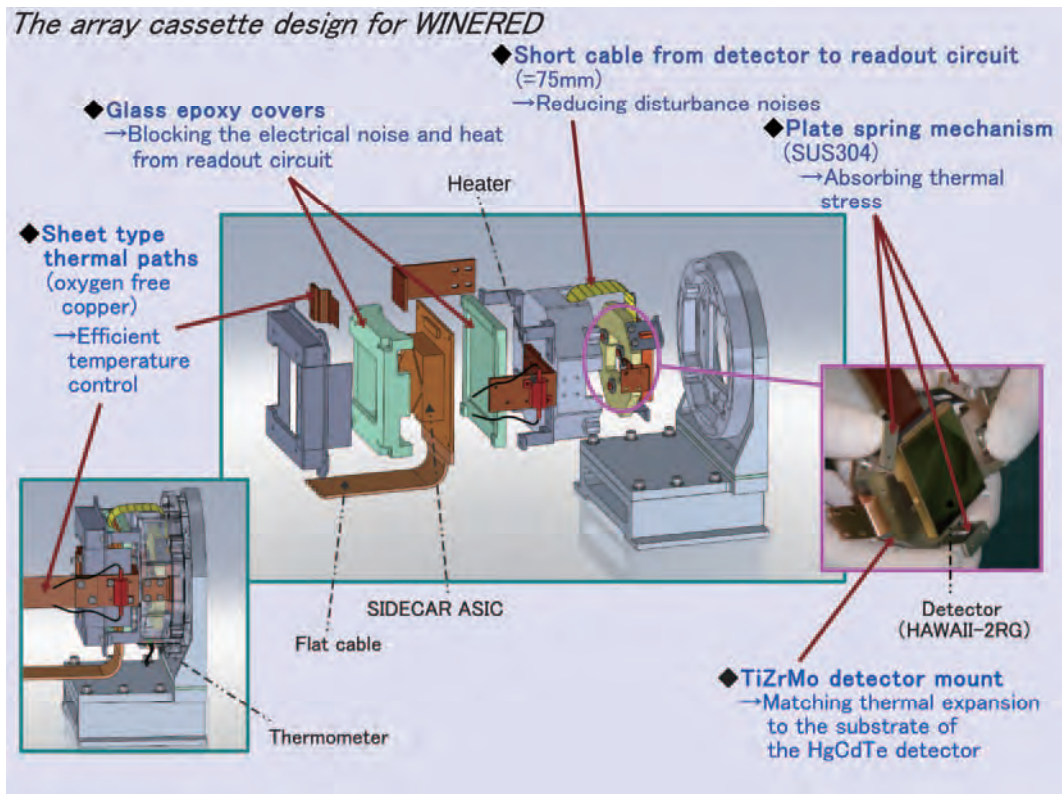


Figure 5. Array cassette.

3.2 Performance of the EG array

The performances of the EG (Engineering Grade) array are summarized in Table 3. The quantum efficiency (QE) was measured by Teledyne. Readout noise was measured from the variance of dark frames with short integration time (15 sec) for which Poisson noise from the dark electrons is negligible. With the Fowler-sampling, the read noise decreases from 28.2 [e⁻] (NDR=1) to 12.9 [e⁻] (NDR=8). The dark current was estimated from the ramp sampling over 1,500 sec. Because the dark current is fairly high for this EG array, the dark noise becomes dominant for longer integration time (e. g., > 300 sec). We found a large offset of output signal even for CDS readout, but this does not appear to contribute to the noise.

The conversion gain is set to be 2.21 e⁻/ADU for the detector bias of 0.25 v. Readout time is about 1.45 sec per frame for 32-ch output operation mode with 100 kHz pixel rate. The detector is reset 4 times before readout, so it takes at least 10 sec to obtain one frame even for the minimum integration time. The counts of the output frame are corrected with those of the reference pixels. To reduce readout noise, we use Fowler-sampling of 2, 4 or 8 non-destructive reads depending on the integration time. We plan to install the SG (Science Grade) array in the next observation run.

QE [%]	Read noise (NDR=1) [e ⁻]	Read noise (NDR=8) [e ⁻]	Dark [e ⁻ /s]	Full well[e ⁻]
30-65	28.2±2.7	12.9±1.0	0.49±0.01	70,000

Table 3. Engineering array performance.

4. THROUGHPUT

To estimate the throughput of WINERED, we observed a photometric standard star (HD87822), which is listed in the IRTF Spectral Library⁸, with the 400 μm (=6" .6) wide slit to avoid the flux loss at the slit. We assumed that the efficiency of the telescope, determined by reflectance of mirrors and vignetting by the baffle for the secondary mirror and the pupil aperture (This is because WINERED is designed for f/11 telescopes though f-number of Araki telescope is 10), is about 0.5 from the past measurements of the telescope. The atmospheric absorption at the KAO site is calculated with LBLRTM code (Clough et al. 20059) accessing the HITRAN database (Figure 6: bottom panel). The obtained throughput of the optics as a function of wavelength is shown in Figure 6. While the black curve in the figure is in the case without the EG array, the red curve is in the case with the SG array, whose QE is provided by Teledyne. The throughput included an array QE in J-band is found to be over 40% as designed. However, the throughput at shorter wavelengths is unexpectedly degraded (down to 20% at z-band). We consider that the aerosol scattering is more efficient in the actual city environment than we expected in our calculation, but more investigation is necessary.

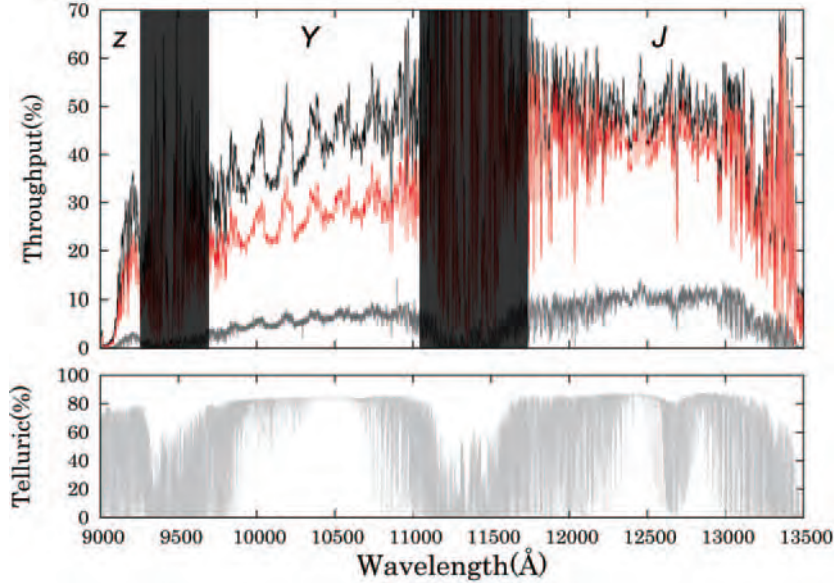


Figure 6. Estimated throughput of WINERED for N-mode. The top panel shows the throughput (Black: WINERED optics only, Red: WINERED optics times QE of the SG array, Dark gray: as observed with the EG array). The bottom panel shows the assumed telluric absorption spectrum for estimating the throughput.

5. AMBIENT THERMAL BACKGROUND

All optical components except for the camera lens and the infrared array are placed under the ambient temperature. To block the ambient thermal background over $1.35\ \mu\text{m}$ as much as possible, a thermal cut filter is coated on the cold camera lens in front of the array (Yasui et al. 2008³). When the ambient temperature is sufficiently low, the thermal background noise is expected to be less than the readout noise ($< 5e^-$) by combination of the thermal blocking filter and a $1.7\ \mu\text{m}$ cut-off array.

5.1 Background measurement

We measured the thermal background by putting a black cover on the window of the cryostat so that the detector looks at a black body with the room temperature. We confirmed that leak of light is negligible for this measurement. A cold mask with three holes at the top/middle/bottom was installed at the 4 mm distance from the array. The hole size is 3.2 mm which is determined as no vignetting for the full FOV of the camera lens. We measured the thermal background in the bright region and estimated the dark current in the shadow region caused by the mask simultaneously.

Because Kyoto is in the summer season, we could measure the ambient thermal background only at the lab temperatures (289-296 K), which is much higher than the typical operation temperatures we expect on the telescopes. The relation between the ambient temperature and photon counts is shown in Figure 7. We found that the count is well correlated with ambient temperature. There

are some differences of counts among the holes, but the ratios are almost constant for all the temperatures. The measured ambient background is about 80 times higher than that we expected for the temperatures. To resolve the reason of the discrepancy, we discuss several possibilities in the next subsection.

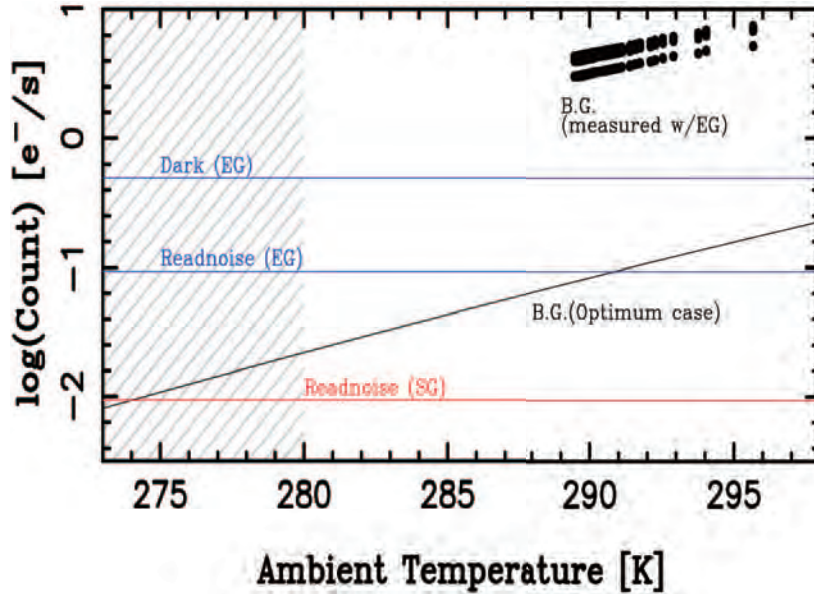


Figure 7. Measured ambient thermal backgrounds. The black points are the measured values with the EG array. The black line is the expected thermal background in the optimum case. The blue lines are the dark current and an equivalent read noise for 1800 sec of the EG array. The red line shows an equivalent read noise for 1800 sec of the SG array. The dark current of the SG array is not plotted because it is negligible (< 0.005 e^-/s). Hatched region shows the nominal operating temperature of WINERED. The dark current is the main noise source for observing with the EG array at lower temperatures because the B.G. would be less than 0.5 [e^-/s], which is extrapolated from the measured B.G. values. This means that the noise from the ambient background is negligible as far as an EG array is used.

5.2 Discussion

Firstly, we consider a case that the thermal cut filter works well as designed. The measured large background counts can be explained if the array has the thermal leak of $QE=10^{-3} - 10^{-2}$ at >2.7 μm . Although Finger et al. (2004)¹⁰ reported that the QE of 2.5 μm cut-off HAWAII2 is 10^{-5} at 3.22 μm , our array might have such high QE at > 2.7 μm because of the engineering grade. If this case is correct, the thermal leak may be solved after we install the science grade array.

Secondly, we consider a case that QE of the array is small enough and the thermal leak is attributed to the thermal cut filter. In this case, the transmittance of the filter is estimated at 10^{-2} level in H-band. However, we have confirmed that the leak of the thermal cut filter is

less than 10^{-5} at H-band in the room temperature. There might be a possibility that the performance of the thermal cut filter is degraded to 10^{-2} level in the cryogenic temperature, but it does not appear to be realistic.

We therefore plan to identify the major wavelength range for the thermal leak by using a monochromator. We also plan to measure thermal backgrounds with the SG array to see if the background level can be significantly reduced or not. In any case, we may need to install an additional thermal blocking filter.

6. DETECTION LIMIT

Table 4 summarizes the estimated limiting magnitudes of WINERED for various telescopes for two Teledyne arrays we have (EG and SG). The ambient background count highly depends on the environment. For Araki Telescope, we assumed the high ambient thermal background at around 290 K, which is the typical ambient temperature during this engineering run. For the other telescopes, we assume that the thermal background is suppressed to the optimum level and that the ambient temperature is well below the room temperature (273 K). Table 4 shows that goal magnitudes are achieved if ambient backgrounds can be decreased as much as designed. If WINERED is installed on a 10 meter telescope, the limiting magnitude is expected to be $m_j=18-19$, which can provide high-resolution spectra with high quality even for faint objects.

7. CURRENT STATUS AND FUTURE PLAN

Since the first light on 23th May, we have been continuing the engineering observing run through June 2012 and obtained R 29,000 data of a variety of astronomical objects. Even with the engineering array, WINERED, which satisfies most of the optical specifications, produces high quality data with high efficiency. We plan to identify the source of the thermal leak during the continuing engineering runs, then install the science grade array (and possibly an additional thermal cut filter) by the end of the year.

The ZnSe/ZnS immersion grating is being developed and the detail will be shortly reported elsewhere. We plan to fabricate the final large immersion grating (probably with ZnS) next year and hoping to install it year after the next to complete Y-and J-modes of WINERED.

REFERENCES

1. Y. Ikeda, N. Kobayashi, S. Kondo, C. Yasui, and K. Motohara, "WINERED: A warm high-resolution near-infrared spectrograph," in *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy*. Edited by McLean, Ian S. Iye, Masanori., Proceedings of the SPIE, Volume 6269, pp. 62693T (2006), Presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference 6269, pp. 62693T, July, 2006
2. C. Yasui, Y. Ikeda, N. Kobayashi, S. Kondo, and K. Motohara, "Optical design of WINERED:

- warm infrared echelle spectrograph,” in *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy*. Edited by McLean, Ian, S. Iye, Masanori. *Proceedings of the SPIE, Volume 6269*, pp. 62694P (2006). Presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference 6269, pp. 62694P, July, 2006
3. C. Yasui, S. Kondo, Y. Ikeda, A. Minami, M. Motohara, N. Kobayashi, “Warm infrared Echelle spectrograph (WINERED): testing of optical components and performance evaluation of the optical system, ” in *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy II*. Edited by McLean, Ian S. Casali, Mark M. *Proceedings of the SPIE, Volume 7014*, pp. 701433-701433-12 (2008), Presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference 7014, pp. 701433, June, 2008
 4. Y. Ikeda, N. Kobayashi, S. Kondo, C. Yasui, P. J. Kuzmenko, H. Tokoro, and H. Terada, “Zinc sulfide and zinc selenide immersion gratings for astronomical high-resolution spectroscopy: evaluation of internal attenuation of bulk materials in the short near-infrared region,” in *Optical Engineering, Volume 48, Issue 8*, pp. 084001-084001-9, August, 2009
 5. Y. Ikeda, N. Kobayashi, J. P. Kuzmenko, S. L. Little, C. Yasui, S. Kondo, H. Mito, K. Nakanishi, and Y. Sarugaku, “Fabrication and current optical performance of a large diamond-machined ZnSe immersion grating,” in *Modern Technologies in Space-and Ground-based Telescopes and Instrumentation*. Edited by Atad-Ettedgui, Eli Lemke, Dietrich. *Proceedings of the SPIE, Volume 7739*, pp. 77394G (2010), Presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference 7739, pp. 77394G, July, 2010
 6. J. W. Beletic, R. Blank, D. Gulbransen, D. Lee, M. Loose, M. E. C. Piquette, T. Sprafke, W. E. Tennant, M. Zandian, J. Zino, “Teledyne Imaging Sensors: infrared imaging technologies for astronomy and civil space” , in *High Energy, Optical, and Infrared Detectors for Astronomy III*. Edited by Dorn, David A. Holland, Andrew D. *proceedings of the SPIE, Volume 7021*, pp. 70210H-70210H-14, Presented at Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference 7021, pp. 70210H, August, 2008
 7. M. Loose, J. Beletic, J. Garnett, M. Xu, “High-performance focal plane arrays based on the HAWAII-2RG/4G and the SIDECAR ASIC” , in *Focal Plane Arrays for Space Telescopes III*. Edited by Grycewicz, Thomas J. Marshall, Cheryl J. Warren, Penny G., *Proceedings of the SPIE, Volume 6690*, pp. 66900C (2007), Presented at Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference 6690, pp. 66900C, September, 2007
 8. J. T. Rayner, M. C. Cushing, W. D. Vacca, “The Infrared Telescope Facility (IRTF) Spectral Library: Cool Stars,” in *The Astrophysical Journal Supplement, Volume 185, Issue 2*, pp. 289-432, December, 2009
 9. S. A. Clough, M. W. Shephard, E. J. Mlawer, J. S. Delamere, M. J. Iacono, K. Cady-Pereira, S. Boukabara, P. D. Brown, “Atmospheric radiative transfer modeling: a summary of the AER codes” in *Journal of Quantitative Spectroscopy and Radiative Transfer, Volume 91, Issue 2*, pp. 233-244, March, 2005

10. G. Finger, R. J. Dorn, H. Mehrgan, M. Meyer, A. F. M. Moorwood, J. Steigmeier, “Test Results with 2Kx2K MCT Arrays,” in *Scientific Detectors for Astronomy, The Beginning of a New Era*, P. Amico, J. W. Beletic, and J. E. Beletic, ed., in page 497-500, 2004

神山天文台の普及教育活動

1. はじめに

神山天文台は、京都産業大学の創設者である荒木俊馬博士が宇宙物理学者であったことから創立 50 周年を目指した大学のグランドデザインの一環として、平成 22 (2010) 年度に設立した研究教育組織である。

本天文台では、これまでに望遠鏡をはじめ各種観測装置を整備し、研究教育施設として、その役割を明確化するとともに、公開事業や産学協働など社会貢献をも視野に入れて組織運営を行ってきた。その特色の一つとして、社会に開かれた天文台として独自の公開事業を展開し、装置開発の設備を開放するなど、一般市民の方々や教育現場・産業界の方々と様々な交流を通じて、京都産業大学と一般社会、産業界を繋ぐ新たな天文台コミュニティー（人材育成、社会教育、産学協働の推進）を生み出すことを目的として、神山天文台を活用した普及教育活動を行ってきた。(図 1)

また、私立大学戦略的研究基盤形成支援事業「研究教育用天文台の設置および天文学教育研究拠点の形成」の観点からも、神山天文台が行う普及教育活動が社会に向けた「知の情報発信」に繋がるように、その基盤を整備してきた。

ここでは、平成 22 (2010) 年度から本天文台で行ってきた普及教育活動について、以下のとおり記す。

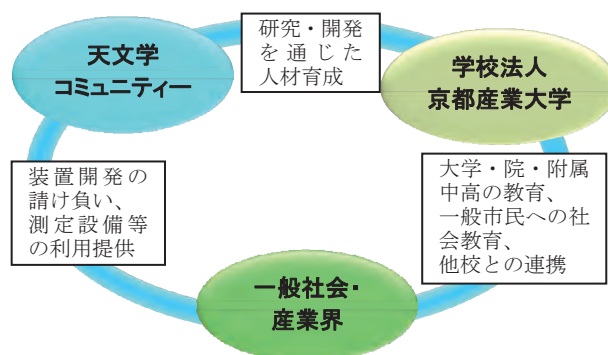


図 1 神山天文台の役割

2. 大学としての教育活動

神山天文台は、天文学における研究教育を行う組織として、特色ある教育を実践するために、理学部・理学研究科との連携を図ってきた。これまで、神山天文台の施設・設備（望遠鏡・観測装置、各種実験・計測機器）を活用し、神山天文台を利用する学生への教育支援を行ってきた。ここでは、神山天文台研究員や専門員などが実施する研究会、勉強会、講習会等への学生の参加、さらに、天文台で実施する研究・観測装置の開発プロジェクトを通じた実践的な教育・研究指導を行い、神山天文台としての

教育支援の活性化を目指してきた。また、平成 20（2008）年度から受けている私立大学戦略的研究基盤形成支援事業の研究プロジェクト「研究教育用天文台の設置および天文学教育研究拠点形成」の達成のために、様々な教育支援を行ってきた。荒木望遠鏡（大型望遠鏡）を用いた「新星の早期分光確認観測」に成功し、その成果についてもマスメディア等にも取り上げられるなど、学生たちの活躍も神山天文台のアクティビティを支える要因となっている。

3. 学内公開

本学においては、全学部対象の共通教育科目として、「宇宙観」が開講され、文系・理系を問わず、天文に興味を持つ多くの学生が履修している。ここでは授業中に話題となる様々な天体の姿を神山天文台の荒木望遠鏡（大型望遠鏡）により、自らの目で確認することにより、学習効果をあげることを狙っている。また、学生、教職員を対象とした天体観望会や 3D 映像の上映会「宇宙への旅」など、学内者向けの公開を行っている。望遠鏡で宇宙の姿を実際に見ることは、宇宙における地球、そして人類の存在する意味を考えるよい機会となり、本学の創設者である荒木俊馬博士の建学の精神の理念を、より多くの学生たちに認識してもらいたいという願いも含んでいる。

4. 近隣学校等への天文体験学習講座

神山天文台では、小・中・高の児童、生徒等が宇宙というものに対して、興味・関心を育み、様々な天文に関する事象を科学的に探求する機会を提供することを目的に講座を実施してきた。特に高校においては、地学を開講していない学校もあり、天文や宇宙のことを体系的に学習する機会は少なくなっているものの、昨今の宇宙・天文ブームを反映し、平成 24（2012）年度には、金環日食、金星の太陽面通過等、関心を示す生徒たちも以前にも増して多くなっている。そのような生徒たちにも自らが宇宙や天体について探究的に学ぶことのできる天文体験学習講座を実施してきた。

昼間は 3D 映像を取り入れた講義と施設見学、夜間は 3D 映像にて 30 分の星空解説、その後 60 ～90 分の天体観望と合わせて 90 分～120 分間のプログラムを提供している。

天文体験学習講座は年間では 10 数校の参加ではあるが、近隣の学校への出前授業等も実施するなど、地域の教育機関との連携強化も視野に入れ、また、京都という土地柄を活かして修学旅行生の受入れも積極的に行うなど、開かれた天文台を目指している。

5. 他機関との連携事業

平成 22（2010）年度、平成 23（2011）年度と 2 年連続で、日本学術振興会のひらめき☆ときめきサイエンス、(独) 科学技術振興機構のサイエンス・パートナーシップ・

プロジェクトに採択され、補助金を受けてスペクトル観測体験学習講座を実施した。受講生は近畿地区のみならず、遠方からの参加もあり、受講生は小学生、中学生を中心に普通の学校の授業では、体験できないようなことも学ぶことができ、子どもたちにとっては大学の先生に教わるという機会も持つことができる非常に興味深い内容のものとなった。

また、平成 23 (2011) 年度には、京都市青少年科学センターと連携し、「未来のサイエンティスト養成講座」(平成 23 年 8 月実施)、プラネタリウム共同番組「星の虹から宇宙を探る」の共同制作(投影期間：平成 24 年 1 月～3 月実施)などを行った結果、約 4500 名の方々の参加があり、神山天文台をアピールすることができた。

6. 一般の方への普及教育活動

(1) 施設見学と天体観望会

土曜日には、神山天文台専門員と学生の補助員が協力して無料の一般公開を行っている。昼間は施設見学、夜間は口径 1.3m の荒木望遠鏡(図 2・図 3 参照)での天体観望会、悪天候時は 3D 映像を用いたライブ解説を行っている。昼間はシニア、夜間は小学生のファミリーが多く、好天時には 100 名程度の方々が天体観望会に訪れる。

観望会では、その日に見た天体のスタンプを押す天体スタンプラリーなども実施し、地域に親しまれる天文台として好評を得ている。平成 22 (2010) 年度から一般公開を実施し、平成 24 (2012) 年度までの 3 年間で、5,000 名を超える方々にご来場いただき、地域に根ざした天文台として、認知されるようになってきた。

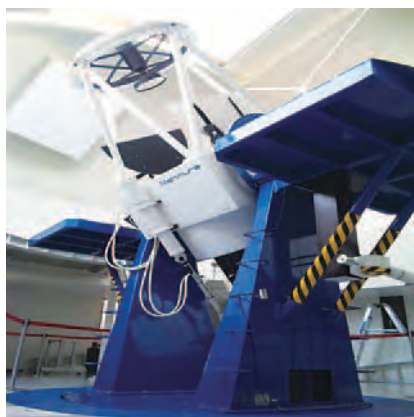


図 2 荒木望遠鏡



図 3 接眼部

来館者アンケートの結果では、大学という場所柄を反映して、天文学の基礎知識や神山天文台で行われている研究について聞きたいという声が多く、天体観望会においてもスタッフの専門分野の話題やサイエンスの紹介、観測装置を開発した学生の話なども取り入れ、神山天文台の研究活動等も紹介するなどして、参加者が興味を持つ話題やニーズなども取り上げながら、満足度の高い公開事業を行ってきた。

(2) 天文学入門講座

天文学入門講座は、普段の天体観望会よりも天文学の深い話題に触れていただけるような内容（天文学全般の入門に、太陽観察や光の実験、装置開発の現場見学を交えた内容のもの）で実施し、高校生以上を対象として、土曜日の午後の時間帯（15時から90分間）で年間10回～15回程度実施している。天体観望会とリンクさせ、昼間の講座で解説した種類の天体を夜間の観望会でも観察することができる。

和歌山、奈良、兵庫、大阪からも常連の方々が約20名～30名参加され、講座終了後には、質問などが途絶えることなく、長いときには1時間に及ぶことがあり、受講生の熱心さが伺える。中には生物や化学、物理が専門の高校教員の方々も、「学校で天文分野を教える必要に迫られたので勉強したい。」ということで受講され、地学を専門としない高校教員のための天文学入門講座についても今後の需要が見込まれ、地域の理科教育の一端を担う神山天文台の役割は大きい。

また、天文学入門講座のうち、季節ごとに年4回は特別講座〔平成22（2010）年度～平成23（2011）年度は天文台講座として実施〕を実施している。ここでは、学内外の研究者を講師とした天文学における最前線についての講演会などを開催している。地域の方々との交流の場を目指し、講座終了後に「アストロノミー・カフェ」を開設（図4参照）し、お茶を飲みながら気軽に講師に質問できる場を提供するなど、地域の方々に親しまれる天文台として、本学のイメージアップにも繋げてきた。



図4 アストロノミー・カフェの様子

7. 公開事業を通じた学生の育成

土曜日の一般公開や天文体験学習講座等の実施にあたっては、神山天文台スタッフに加えて、神山天文台補助員（以下、補助員という）として学生の協力を得ている。

補助員は、天体観望会における小型望遠鏡の操作、天体解説、体験学習講座における説明補助等が主な任務となっている。補助員は学生アルバイトという位置付けではあるが、一定の専門知識を要するため、面接等により選抜を行っている。面接では、実際に星空解説などを行ってもらうなどして、天体に関する基礎知識などを確認し、

一定の基準に達している場合は、補助員として登録することができる。

また、神山天文台では、天文に興味を持ち、今後、補助員になりたい学生を対象に、「補助員養成講座」（年5回）を実施している。この講座では、小型望遠鏡の扱い方や天文学の基礎的な知識だけでなく、天体観望会での来場者への科学的なトピックの話し方といった高いコミュニケーション能力を身に付けた補助員を養成することを目的としている。講座修了者には、「神山天文台観望会天体解説補助員資格証」を授与している。この資格証が授与されれば、次年度の補助員として優先的に登録することができる。

実際に補助員に登録して、勤務を始めても、最初は、相手の目を見て話せない学生や自分のもっている精一杯の知識で説明し終わると沈黙してしまう学生、早口で威圧的に喋り過ぎる学生もいるが、経験を重ねていくうちに、喋り方や接客マナーが驚くほど向上し、一緒に観望会を運営していくという責任感が育ち、自分で考えて行動・提案するように成長していく学生も少なくなく、中には、公開天文台に就職した卒業生も輩出している。

このように、神山天文台の観望会等の場で活躍できることは、学生のキャリア形成にも貴重な経験となると考えられる。こうした学生を対象に、平成23（2011）年度から神山天文台で活動を行う基盤として、学生ボランティアチームを立ち上げた。このボランティアチームには24名の学生が参加し、神山天文台専門員の指導の下、自分たちで企画した天体観望会（月1回程度）や、地域の子供たちを中心に大学を開放し様々なイベントを開催するサタデージャンボリー、学園祭である神山祭などの行事を通じて、社会教育活動を実践している。このように補助員やボランティアとしての経験が、学生のコミュニケーション能力を高め、積極的に行動できる人材への成長に結びつくものと確信する。

平成22年度 天文台講座開催一覧

回数	開催日	時間	タイトル	講師
1	6月26日	15:00～16:00	宇宙の秩序と階層構造	中道 晶香 神山天文台専門員
2	9月11日	15:00～16:30	彗星(ほうき星)と私たちの地球	河北 秀世 神山天文台長
3	12月11日	16:00～17:30	銀河の中は、爆発だらけ	新井 彰 神山天文台特定研究員
4	6月25日	16:00～17:30	近赤外線の“目”で宇宙を見る	吉川 智裕 神山天文台専門員

平成23年度 天文台講座開催一覧

回数	開催日	時間	タイトル	講師
1	6月18日	15:00～16:30	神山天文台開設1周年記念講演会 第1部 宇宙生命に挑む～天文学からのアプローチ～ 第2部 彗星(ほうき星)とは？研究の最前線	渡部 潤一 国立天文台教授 河北 秀世 神山天文台長
2	9月10日	15:00～16:30	ここまで見えてきた宇宙と地球の歴史	三好 蕃 理学部教授(神山天文台研究員)
3	12月10日	15:00～16:30	宇宙の曇気楼	米原 厚憲 理学部准教授(神山天文台研究員)
4	3月3日	15:00～16:30	私たちが住む銀河	長尾 透 京都大学白眉プロジェクト 特定准教授

平成23年度 天文学入門講座開催一覧

回数	開催日	時間	タイトル	講師
1	5月14日	15:00～16:30	太陽、太陽望遠鏡を用いたプロミネンスと黒点観察	中道 晶香 神山天文台専門員
2	5月21日	15:00～16:30	太陽における核融合反応	中道 晶香 神山天文台専門員
3	6月11日	15:00～16:30	スペクトルの観察	中道 晶香 神山天文台専門員
4	6月25日	15:00～16:30	スペクトル続編	中道 晶香 神山天文台専門員
5	7月2日	15:00～16:30	ドップラー効果	中道 晶香 神山天文台専門員
6	7月9日	15:00～16:30	天体観測技術の発展と銀河の観測	中道 晶香 神山天文台専門員
7	7月16日	15:00～16:30	望遠鏡の仕組み	中道 晶香 神山天文台専門員
8	10月8日	15:00～16:30	天体の運行と月の話	中道 晶香 神山天文台専門員
9	10月15日	15:00～16:30	天王星と海王星	中道 晶香 神山天文台専門員
10	10月22日	15:00～16:30	木星と太陽系概観	中道 晶香 神山天文台専門員
11	10月29日	15:00～16:30	恒星の誕生、太陽系の形成	中道 晶香 神山天文台専門員
12	11月12日	15:00～16:30	恒星の構造と進化	中道 晶香 神山天文台専門員
13	11月26日	15:00～16:30	赤色巨星以降の進化	中道 晶香 神山天文台専門員
14	12月3日	15:00～16:30	中性子星とブラックホール、銀河	中道 晶香 神山天文台専門員
15	12月17日	15:00～16:30	宇宙論	中道 晶香 神山天文台専門員

平成24年度 天文学入門講座開催一覧

回数	開催日	時間	タイトル	講師
1	5月19日	15:00～16:30	太陽と金環日食	中道 晶香 神山天文台専門員
2	6月9日 (特別編)	15:00～16:30	天文学の世界史 ～四大文明からメソポタミアまで～	廣瀬 匠 京都大学大学院文学研究科 博士後期過程大学院生
3	6月23日	15:00～16:30	空の周期	中道 晶香 神山天文台専門員
4	7月28日	15:00～16:30	虹のひみつ	中道 晶香 神山天文台専門員
5	8月25日	15:00～16:30	光と望遠鏡	中道 晶香 神山天文台専門員
*6	9月10日	15:00～16:30	宇宙の観測	池田 優二 理学部准教授／神山天文台研究員
7	9月29日 (特別編)	15:00～16:30	天文観測装置の最先端 ～金赤外線高分散分光器の開発～	近藤 莊平 神山天文台特定研究員
8	10月20日	15:00～16:30	星間物質と星形成	中道 晶香 神山天文台専門員
9	11月10日	15:00～16:30	恒星	中道 晶香 神山天文台専門員
10	12月8日 (特別編)	15:00～16:30	神山天文台の観測研究 ～系外惑星と近接連星系の研究～	磯貝 瑞希 神山天文台特定研究員
11	12月22日	15:00～16:30	クリスマスの星	河北 秀世 理学部教授／神山天文台長
12	1月12日	15:00～16:30	太陽系と惑星	中道 晶香 神山天文台専門員
13	2月16日	15:00～16:30	銀河と銀河団	中道 晶香 神山天文台専門員
14	3月2日 (特別編)	15:00～16:30	太陽系外惑星とコロナグラフ	塩谷 圭吾 宇宙航空研究開発機構(JAXA) 助教
15	3月9日	15:00～16:30	宇宙の始まりと進化	中道 晶香 神山天文台専門員

* 第6回は、講師の都合により、中止とした。

神山天文台 一般公開、各種イベント等来場者数

公開区分	平成22年度 受講者	平成23年度 受講者	平成24年度 受講者
一般公開(施設見学、天体観望会、3D映像上映会)	2060	1762	1719
天文台講座(神山天文台主催)【全4回】	120	188	
天文学入門講座(神山天文台主催)【全15回】		260	303
七夕講演会(日本天文学会、日本天文教育普及研究会との共催)	77	33	36
ひらめき☆ときめきサイエンス(日本学術振興会との共催)	77	30	
天文体験学習講座(近隣小・中・高対象)	484	393	407
オープンキャンパス(神山天文台イベント)	960	787	592
サタデージャンボリー(地域貢献イベント)	547	466	213
京都産業大学DAY(神山天文台イベント)	116	156	224
学内公開(本学学生、教職員向け天体観望会)	190	417	115
学園祭参画イベント(神山天文台見学ツアー)	232	557	284
その他(卒業式等特別公開他)	185	65	162
合 計	5048	5114	4055

神山天文台 平成22年度～平成24年度 一般公開来場者数 統計

平成22年度(2010年) 一般公開来場者数

	イベント	天候状況	※観望会 開催	京都市	京都府	近畿 地区	その他 府県	計	小学生 以下	中高生	大学生	一般 60未満	一般 60以上	計
4月3日		晴れ	○	66	6	26	5	103	10	1	42	47	3	103
4月10日		曇り	×	32	4	3	0	39	1	0	1	17	20	39
4月17日		晴れ	○	91	16	10	0	117	21	6	11	61	18	117
4月24日		晴れ	○	69	3	21	3	96	11	0	32	39	14	96
4月 小計			3	258	29	60	8	355	43	7	86	164	55	355
5月1日		晴れ時々曇り	○	52	4	22	5	83	19	1	16	44	3	83
5月8日		晴れ後曇り	○	50	1	7	0	58	3	2	28	23	2	58
5月15日		晴れ後曇り	○	15	2	22	1	40	5	1	13	20	1	40
5月22日		曇り	×	5	1	4	5	15	0	0	1	13	1	15
5月29日		晴れ	○	65	2	13	1	81	15	1	16	38	11	81
5月 小計			4	187	10	68	12	277	42	5	74	138	18	277
6月5日		晴れ	○	70	2	24	6	102	12	2	21	51	16	102
6月12日		晴れ後曇り	○	50	6	13	2	71	21	2	4	37	7	71
6月19日		曇り	×	6	2	11	1	20	0	0	3	15	2	20
6月26日	天文台講座	雨	×	9	0	3	0	12	0	0	1	9	2	12
6月 小計			2	135	10	51	9	205	33	4	29	112	27	205
7月3日		雨	×	1	4	4	0	9	0	0	0	8	1	9
7月10日		晴のち曇り	○	28	13	7	4	52	11	0	6	25	10	52
7月17日		曇り時々晴れ	×	13	1	13	6	33	5	0	6	20	2	33
7月24日		晴れ時々曇り	×	27	4	3	2	36	11	3	2	14	6	36
7月31日		晴れ時々曇り	○	33	5	15	10	63	6	20	3	31	3	63
7月 小計			1	102	27	42	22	193	33	23	17	98	22	193
8月7日		晴れのち曇り	○	126	1	19	8	154	24	5	1	87	37	154
8月21日		曇り	○	48	1	4	12	65	14	6	2	38	5	65
8月 小計			2	174	2	23	20	219	38	11	3	125	42	219
9月4日		曇り後晴れ	○	22	9	10	1	42	11	0	2	28	1	42
9月11日	天文台講座	晴れ時々曇り	○	21	7	13	1	42	7	1	16	16	2	42
9月18日		晴れ時々曇り	○	15	7	6	11	39	4	2	3	26	4	39
9月25日		曇り	○	36	0	30	3	69	10	1	28	24	6	69
9月 小計			4	94	23	59	16	192	32	4	49	94	13	192
10月2日	サタデージャンボリー	曇り	○	48	1	5	1	55	7	1	30	17	0	55
10月9日		雨後曇り	×	3	0	1	0	4	0	0	0	4	0	4
10月16日		曇り時々晴れ	×	13	5	5	4	27	6	3	0	15	3	27
10月23日		曇り後晴れ	○	42	0	13	1	56	12	6	5	25	8	56
10月30日		曇り時々小雨	×	3	0	2	2	7	1	0	0	3	3	7
10月 小計			2	109	6	26	8	149	26	10	35	64	14	149
11月6日		晴れ時々曇り	○	19	3	2	0	24	2	0	2	16	4	24
11月13日		晴れ時々曇り	○	25	14	15	5	59	2	6	4	40	7	59
11月27日		晴れ時々曇り	○	21	0	2	0	23	1	0	12	6	4	23
11月 小計			3	65	17	19	5	106	5	6	18	62	15	106
12月4日		晴れ時々曇り	○	23	0	11	0	34	8	0	2	21	3	34
12月11日	天文台講座	曇り	○	0	0	2	0	2	0	0	0	2	0	2
12月18日		曇り	×	3	0	5	3	11	0	0	2	8	1	11
12月25日	Xmasスペシャル講演会	曇り後晴れ	○	2	1	6	5	14	3	0	2	9	0	14
12月 小計			2	28	1	24	8	61	11	0	6	40	4	61
1月8日		晴れ時々曇り	○	22	0	6	4	32	5	1	4	20	2	32
1月22日		晴れ後曇り、小雨	×	12	0	1	0	13	3	1	3	6	0	13
1月 小計			1	34	0	7	4	45	8	2	7	26	2	45
2月5日		曇りのち晴れ	○	52	5	14	1	72	23	2	11	35	1	72
2月12日		曇り一時雪	×	7	2	3	5	17	1	0	2	13	1	17
2月19日		晴れのち曇り	○	15	0	5	7	27	4	0	6	13	4	27
2月26日		晴れ	○	29	0	13	15	57	8	0	12	29	8	57
2月 小計			3	103	7	35	28	173	36	2	31	90	14	173
3月5日	天文台講座	曇り	○	12	3	4	1	20	6	0	3	10	1	20
3月12日		曇り	○	8	1	5	3	17	0	0	8	8	1	17
3月19日		曇り	○	7	2	8	13	30	1	0	6	22	1	30
3月26日		曇後曇り時々晴れ	○	10	1	2	5	18	3	0	6	9	0	18
3月 小計			4	37	7	19	22	85	10	0	23	49	3	85
合計			31	1,326	139	433	162	2,060	317	74	378	1,062	229	2,060

神山天文台 平成22年度～平成24年度 一般公開来場者数 統計

平成23年度(2011年) 一般公開来場者数

	イベント	天候状況	※観望会開催	京都市	京都府	近畿地区	その他府県	計	小学生以下	中高生	大学生	一般60未満	一般60以上	計	
4月2日		曇り	○	12	0	11	2	25	3	0	3	16	3	25	
4月9日		曇り	○	9	4	15	4	32	5	1	1	24	1	32	
4月16日		曇り時々晴れ	○	13	2	1	2	18	0	1	1	12	4	18	
4月23日		曇り	○	3	0	0	0	3	0	0	1	0	2	3	
4月24日		曇り	○	6	0	3	2	11	1	0	0	9	1	11	
4月 小計			○	5	43	6	30	10	89	9	2	6	61	11	89
5月7日		曇り時々晴れ	○	15	5	5	0	25	7	1	5	12	0	25	
5月14日	天文学入門講座	晴れ時々曇り	○	49	9	2	1	61	8	0	8	23	2	61	
5月21日	天文学入門講座	曇り	○	26	2	2	3	33	5	0	3	25	0	33	
5月28日		雨天	○	5	0	8	1	14	0	0	5	7	2	14	
5月 小計			○	4	95	16	17	5	133	20	1	21	67	4	133
6月4日	サタデージャンボリー	晴れ時々曇り	○	20	3	1	0	24	6	0	6	9	3	24	
6月11日	天文学入門講座	曇り	○	59	2	0	0	61	18	0	0	43	0	61	
6月18日	天文台講座	雨天	×	57	34	4	1	96	1	4	1	85	5	96	
6月25日	天文学入門講座	曇り	○	42	5	16	0	63	8	1	17	32	5	63	
6月 小計			○	3	178	44	21	1	244	33	5	24	169	13	244
7月2日	天文学入門講座	曇り	×	22	1	27	2	52	1	3	1	46	1	52	
7月9日	天文学入門講座	晴れのち曇り	○	53	4	13	3	73	7	0	3	60	3	73	
7月16日	天文学入門講座	曇り時々晴れ	○	58	10	11	5	84	21	0	3	54	6	84	
7月23日		曇り時々晴れ	○	25	0	8	0	33	7	1	3	22	0	33	
7月30日		曇り	○	9	1	4	6	20	5	1	0	11	3	20	
7月 小計			○	4	167	16	63	16	262	41	5	10	193	13	262
8月6日	オープンキャンパス	曇り時々晴れ	○	40	6	12	6	64	15	6	2	38	3	64	
8月20日	オープンキャンパス	曇り後雨	×	12	4	1	2	19	5	0	0	12	2	19	
8月 小計			○	1	52	10	13	8	83	20	6	2	50	5	83
9月3日		台風12号中止	×	0	0	0	0	0	0	0	0	0	0	0	
9月10日	天文台講座	曇り	○	51	9	8	2	70	16	0	5	45	4	70	
9月17日		雨天	×	1	3	5	2	11	1	0	1	9	0	11	
9月24日		晴れ時々曇り	○	55	9	28	1	93	16	2	14	52	9	93	
9月 小計			○	2	107	21	41	5	174	33	2	20	106	13	174
10月1日	サタデージャンボリー	曇り時々晴れ	○	14	0	13	0	27	3	0	4	16	4	27	
10月8日	天文学入門講座	曇り時々晴れ	○	54	3	17	6	80	6	1	23	36	14	80	
10月15日		雨天	×	24	3	3	0	30	0	2	1	24	3	30	
10月22日	天文学入門講座	雨天	×	12	1	6	0	19	0	0	1	12	6	19	
10月29日	天文学入門講座	晴れ後曇り	○	33	4	13	0	50	5	1	9	25	10	50	
10月 小計			○	3	137	11	52	6	206	14	4	38	113	37	206
11月12日	天文学入門講座	晴れ後曇り	○	68	12	7	2	89	30	0	7	46	6	89	
11月26日	天文学入門講座	晴れ時々曇り	○	57	8	19	6	90	12	2	3	57	16	90	
11月 小計			○	2	125	20	26	8	179	42	2	10	103	22	179
12月3日	天文学入門講座	曇り	○	8	1	8	0	17	0	2	0	12	3	17	
12月10日	天文台講座	曇り	○	43	3	12	2	60	5	5	2	38	10	60	
12月17日	天文学入門講座	晴れ時々曇り	○	22	1	11	3	37	1	0	3	25	8	37	
12月24日	Xmasスペシャル講演会	曇り	○	32	2	10	6	50	8	2	8	18	14	50	
12月 小計			○	4	105	7	41	11	164	14	9	13	93	35	164
1月7日		曇り時々曇	×	2	5	6	6	19	2	3	0	10	4	19	
1月21日		雨天	×	2	0	0	0	2	0	0	0	2	0	2	
1月 小計			○	0	4	5	6	6	21	2	3	0	12	4	21
2月4日		晴れ後曇り	○	15	1	11	1	28	8	0	1	17	2	28	
2月18日		雪	○	20	0	3	0	23	8	1	0	12	2	23	
2月25日	科博連フェス	雨天	×	16	1	6	0	23	8	0	4	10	1	23	
2月 小計			○	2	51	2	20	1	74	24	1	5	39	5	74
3月3日	天文台講座	晴れ時々曇り	○	23	5	37	1	66	2	2	3	24	35	66	
3月10日		曇り	×	1	0	7	0	8	2	0	0	5	1	8	
3月17日		小雨後曇り	×	6	1	4	9	20	0	0	8	11	1	20	
3月24日		雨後曇り	×	18	0	1	0	19	0	0	1	18	0	19	
3月31日		雨後晴れ時々曇り	○	16	0	3	1	20	6	3	2	8	1	20	
3月 小計			○	2	64	6	52	11	133	10	5	14	66	38	133
合計				32	1,128	164	382	88	1,762	262	45	163	1,072	200	1,762

平成24年度(2012年) 一般公開来場者数

イベント	天候状況	※観望会 開催	京都市	京都府	近 地	畿 区	その他 府 県	計	小学生 以下	中高生	大学生	一 般 60未満	一 般 60以上	計
4月7日	曇り時々晴れ	○	10	0	2	2	2	14	2	0	5	6	1	14
4月14日	曇り時々晴れ	○	5	1	10	0	0	16	5	0	1	8	2	16
4月21日	曇り	×	0	0	0	0	0	0	0	0	0	0	0	0
4月28日	晴れ	○	33	5	43	1	82	20	0	3	49	10	82	
4月計			3	48	6	55	3	112	27	0	9	63	13	112
5月12日	晴れ	○	12	5	3	4	24	4	1	1	17	1	24	
5月19日	天文学入門講座 晴れのち曇り	○	31	1	5	4	41	6	2	3	14	16	41	
5月26日	曇り	○	17	5	5	1	28	5	2	3	12	6	28	
5月計			3	60	11	13	9	93	15	5	7	43	23	93
6月2日	曇り	×	12	3	3	2	20	4	0	3	10	3	20	
6月9日	天文学入門講座特別編第1回 曇り時々雨のち晴れ	○	28	2	8	0	38	4	0	6	13	15	38	
6月16日	オープンキャンパス 雨	×	1	0	0	1	2	1	0	0	1	0	2	
6月23日	天文学入門講座 曇り	×	29	1	6	0	36	2	0	11	15	8	36	
6月30日	雨	×	3	2	5	0	10	1	0	3	5	1	10	
6月計			1	73	8	22	3	106	12	0	23	44	27	106
7月7日	七夕講演会 曇りのち晴れ	○	27	4	9	6	46	11	2	3	24	6	46	
7月14日	曇りのち雨	×	4	0	5	0	9	0	0	4	5	0	9	
7月21日	曇り時々雨	×	6	0	12	0	18	8	1	0	9	0	18	
7月28日	天文学入門講座 晴れ時々曇り	○	33	2	17	3	55	16	2	2	30	5	55	
7月計			2	70	6	43	9	128	35	5	9	68	11	128
8月4日	オープンキャンパス 晴れ時々曇り	○	24	4	10	1	39	4	1	9	19	6	39	
8月25日	天文学入門講座 晴れ	○	59	0	32	2	93	20	0	4	62	7	93	
8月計			2	83	4	42	3	132	24	1	13	81	13	132
9月8日	天文学入門講座(池田先生)※中止 曇り時々雨	○	7	0	8	0	15	0	0	0	12	3	15	
9月15日	曇り時々晴れ	○	44	7	31	6	88	14	1	7	52	14	88	
9月29日	天文学入門講座特別編第2回 曇り	×	11	4	9	0	24	0	1	2	9	12	24	
9月計			2	62	11	48	6	127	14	2	9	73	29	127
10月6日	曇りのち雨	×	33	3	14	14	64	2	8	16	38	0	64	
10月13日	サタデージャンボリー 曇り時々晴れ	○	15	0	3	0	18	3	1	3	8	3	18	
10月20日	天文学入門講座 晴れ	○	42	3	10	8	63	11	2	2	37	11	63	
10月27日	曇り	○	21	0	13	2	36	6	3	3	9	15	36	
10月計			3	111	6	40	24	181	22	14	24	92	29	181
11月10日	天文学入門講座 曇り時々晴れ	○	31	4	12	1	48	4	1	2	26	15	48	
11月24日	曇りのち晴れ	○	17	2	2	0	21	5	0	4	11	1	21	
11月計			2	48	6	14	1	69	9	1	6	37	16	69
12月1日	雨	×	1	0	1	1	3	0	0	1	2	0	3	
12月8日	天文学入門講座特別編第3回 曇りのち晴れ	○	14	7	19	0	40	4	0	5	9	22	40	
12月15日	曇りのち雨	×	11	0	5	2	18	6	2	0	8	2	18	
12月22日	天文学入門講座(Xmas特別企画) 曇り時々雨	×	18	2	7	0	27	5	4	2	8	8	27	
12月計			1	44	9	32	3	88	15	6	8	27	32	88
1月12日	天文学入門講座 晴れ	○	15	9	19	2	45	9	3	3	22	8	45	
1月計			1	15	9	19	2	45	9	3	3	22	8	45
2月2日	曇りのち晴れ	○	10	2	2	2	16	2	1	4	9	0	16	
2月9日	曇りのち晴れ	○	9	1	15	3	28	8	1	1	18	0	28	
2月16日	天文学入門講座 晴れ時々雪	○	11	5	20	1	37	2	7	3	18	7	37	
2月23日	晴れ時々曇り	○	9	41	8	0	58	9	4	5	40	0	58	
2月計			4	39	49	45	6	139	21	13	13	85	7	139
3月2日	天文学入門講座特別編第4回・研究成果報告 雪	×	19	1	21	2	43	4	3	7	20	8	42	
3月9日	天文学入門講座 晴れ	○	17	2	12	7	38	5	1	3	21	8	38	
3月16日	晴れ	○	14	1	2	1	18	4	0	5	10	0	19	
3月23日	卒業式特別開館 曇り時々晴れ	○	21	5	11	8	45	8	2	10	21	4	45	
3月30日	曇り時々晴れ	○	7	0	9	0	16	1	1	9	4	1	16	
3月計			4	78	9	55	18	160	22	7	34	76	21	160
合計			28	731	134	428	87	1,380	225	57	158	711	229	1,380

神山天文台 新聞等記事掲載一覧

年度	N o	日付	新聞名	朝刊or夕刊	面	記事名
2009年度	1	2009.12.22	MSN産経ニュース			京産大の天文台が完成 口径1.3メートル、国内私立最大
	2	2009.12.23	中日新聞	朝刊	19	口径1.3メートル光学望遠鏡を設置 京産大に天文台完成 来春運用へ
	3	2009.12.23	京都新聞	朝刊	1	私大最大 星空への瞳
	4	2009.12.23	毎日新聞	朝刊	27	雑記唄
	5	2009.12.23	読売新聞	朝刊	28	京産大の天文台 完成
	6	2009.12.24	朝日新聞	朝刊	28	京産大に天文台完成 望遠鏡口径国内6番目
	7	2009.12.27	産経新聞	朝刊	18	宇宙を望むような大きな挑戦を
	8	2010.3.10	産経新聞	朝刊	28	京都から銀河を観測
	9	2010.3.14	京都新聞	朝刊	30	巨大望遠鏡に興味津々
	10	2010.3.27	読売新聞	朝刊	22	星をたずねて
2010年度	11	2010.4.4	読売新聞	朝刊	31	京都産業大学神山天文台の一般公開
	12	2010.4.4	京都新聞	朝刊	26	京の星空「宝石みたい」京産大「神山天文台」を公開
	13	2010.4.26	読売新聞	朝刊	28	京産大に大型望遠鏡
	14	2010.5.7	京都新聞	朝刊	6	神山天文台の開設 モノづくり教育と知の還元
	15	2010.5.25	毎日新聞	朝刊	20	京都産業大学の真価
	16	2010.6.1	カクシオン	朝刊	13	京都産業大学に大型天体望遠鏡を設置した天文台が完成！
	17	2010.6.1	THE JUNIOR TIMES		13	星の集まりの謎を解き明かす 京都産業大学神山天文台専門員
	18	2010.6.12	週刊ダイヤモンド		28	宇宙規模の視点で人間を見つめる天文台
	19	2010.6.15	京都新聞	朝刊	28	宇宙規模の視点で人間を見つめる天文台
	20	2012.6.19	リビング京都(中央・東南・西南)		28	77日に最新宇宙知ろう
2010年度	21	2010.6.28	毎日新聞	朝刊	29	支局長さんからの手紙 はやぶさ君
	22	2010.7.2	産経新聞	朝刊	19	全国同時七夕講演会
	23	2010.7.28	京都新聞	朝刊	24	京産大神山天文台高校生向けに講座(No.27の下に貼付分)
	24	2010.8.2	産経新聞	朝刊	18	3Dで望遠鏡で・・・宇宙の旅
	25	2010.8.25	毎日新聞	朝刊	12	京都産業大学第2回天文台講座「彗星(ほうきぼし)と私たちの地球」
	26	2010.9.1	大学新聞71号		13	中学生 高校生と宇宙を探る
	27	2010.9.13	Astro Arts 天文ニュース		P2.4	歴史と文化を未来につなぐ 茂茂川周迎のみどりを歩く
	28	2010	京のみどり 56号		P3	京都産業大学 神山天文台
	29	2010	京産ニュース Kプレス 10月号 vol.139	朝刊	21	京産大天文講座 小学生以上募る
	30	2010.12.9	産経新聞	朝刊	21	小学生ら対象に天文のイベント
2011年度	31	2010.12.22	産経新聞	朝刊	102,112	一足お先にキャンパスライフ
	32	2010	なび①修学旅行フリータイムガイドブック京都奈良		44	いざキャンパスジャーニーへ！
	33	2011.1.1	連研ゼミ高1講座 高1MYVision 2011.1月号		7	子どもも大人も星空の世界へ
	34	2011.2.26	リビング京都中央	朝刊	23	やわらか頭で広がる答え
	35	2011.4.24	読売新聞	朝刊	P22, 23	ダイヤモンド216 京都産業大学
	36	2011.5.1	週刊ダイヤモンド 2011.5.14号		3	京都 まなびの系譜 宇宙を見つめて 新設の天文台 膨らむ夢
	37	2011.5.22	京都新聞	朝刊	21	最新の天体研究語る
	38	2011.6.2	京都新聞	朝刊	5	京都産業大学神山天文台 開設1周年記念講演会
	39	2011.6.7	朝日新聞	夕刊	28	京産大生ら学内天文台超新星確認
	40	2011.6.6	毎日新聞	朝刊	28	京産大生ら学内天文台超新星確認
2011年度	41	2011.6.10	京都新聞	朝刊	28	天文や七夕テーマ全国同時講演会
	42	2011.7.2	京都新聞	朝刊	20	11年全国同時七夕講演会「七夕の星と天の川〜中国から伝わった星図屏風〜」を開催ー京都産業大学
	43	2011.7.2	大学プレスセンター		5	星の便り〜時空を超えて〜
	44	2011.7.31	読売新聞	朝刊	22	未来の科学者 育つてます
	45	2011.8.9	京都新聞	朝刊	20	京都産業大学 神山天文台 一般公開のご案内
	46	2011.8.30	読売新聞	朝刊	24	星の美しさにウットリ
	47	2011.9.1	朝日新聞	朝刊	23	神山天文台の研究活動紹介
	48	2011.10.5	京都新聞	朝刊	23	産学連携で観測機器の開発
	49	2011.10.8	産経新聞	朝刊	22, 23	地域内の連携・競争がハネに
	50	2011.12.1	日経グローバル No.185 2011.12.5号		30	自分たちがつくった観測装置が宇宙の進化を解き明かす
51	2011.12.1	日経グローバル No.185 2011.12.5号		28, 37, 31	自分たちがつくった観測装置が宇宙の進化を解き明かす	
52	2011.12.3	産経新聞、朝日新聞、京都新聞	朝刊	28, 37, 31	自分たちがつくった観測装置が宇宙の進化を解き明かす	

年度	N o	日付	新聞名	朝刊or夕刊	面	記事名
2011年度	53	2011.12.9	京都新聞	朝刊	25	重力レンズ現象解説あす天文学講演会
	54	2011.12.10	京都新聞	朝刊	25	京都産業大学神山天文台講座「宇宙の塵気楼」
	55	2011.12.11	京都新聞	朝刊	25	宇宙の塵気楼広がる夢
	56	2011.12.17	産経新聞	朝刊	23	高性能の天体観測装置開発
	57	2011.12.21	京都新聞	夕刊	8	世界一の観測 星の謎解く
	58	2011.12.23	京都新聞	朝刊	20	ベツレヘムの星 天文台長が講演
	59	2012.1.11	京都新聞	朝刊	19	宇宙の魅力発信へ連携
	60	2012.2.1	京都新聞	夕刊	1	星空を仰いでごらん
	61	2012.3.21	毎日新聞	朝刊	20	先進望遠鏡で宇宙を解析
	62	2012.7.23	swissinfo.ch web版			最遠の超新星の跡発見
2012年度	63	2012.7.23	中日新聞web版			119億光年先の超新星の跡発見
	64	2012.7.24	京都新聞	朝刊	26	119億光年先に最遠超新星跡
	65	2012.8.29	京都新聞	朝刊	1	ハートレイ 慧星ガス分析に成功
	66	2012.8.30	マイナビニュース	朝刊	1	京産大・神山天文台、NASAの「EPOMI 慧星探査計画」の地上支援の成果を発表
	67	2012.9.21	京都新聞	朝刊	23	天文学入門 京産大で講座
	68	2012.9.23	読売新聞	朝刊	26	嵐山で中秋の名月法輪寺などで催し
	69	2012.9.30	京都新聞	朝刊	26	嵐山の文化施設学生無料
	70	2012.10.2	毎日新聞	朝刊	15	最新の超新星跡を発見
	71	2012.11.5	京都新聞	夕刊	3	私立最大の反射式望遠鏡
	72	2013.2.28	日本経済新聞	夕刊	10	市民も楽しめる大学のミュージアム「巨大望遠鏡で宇宙を実感」京都産業大学神山天文台

成果報告会

1.天文学入門講座特別編（第2回）

- (1) テーマ：天文観測装置の最先端 ～近赤外高分散分光器の開発～
- (2) 日時：2012（平成24）年9月29日（土）15：00～16：30
- (3) 開催場所：本学神山天文台 地下1階サギタリウスホール
- (4) 対象：高校生以上
- (5) 後援：京都市教育委員会
- (6) 講師：近藤荘平（本学神山天文台 特定研究員）
中西賢之（本学理学部卒業生）
- (7) 内容：神山天文台で開発中である観測装置「近赤外高分散分光器：WINERED（ワインレッド）」の開発目的とそれを実現させるための設計コンセプトと実際の開発内容について。

2.天文学入門講座特別編（第3回）

- (1) テーマ：神山天文台での観測研究について ～系外惑星と近接連星系の研究～
- (2) 日時：2012（平成24）年12月8日（土）15：00～16：30
- (3) 開催場所：本学神山天文台 地下1階サギタリウスホール
- (4) 対象：高校生以上
- (5) 後援：京都市教育委員会
- (6) 講師：磯貝瑞希（本学神山天文台 特定研究員）
遠山裕貴（本学大学院 理学研究科物理学専攻 修士課程2年）
- (7) 内容：2色同時撮影装置：ADLER（アドラー）の紹介とこの装置で行っている系外惑星と近接連星系の観測研究について。

3.私立大学戦略的研究基盤形成支援事業に係る研究成果報告会

- (1) テーマ：①プロジェクトの目的と成果概要について
②地球起源の隕石と微生物の伝播
③地球と太陽の磁極反転
- (2) 日時：2013（平成25）年3月2日（土）16：00～17：00
- (3) 開催場所：本学神山天文台 地下1階サギタリウスホール
- (4) 対象：中学生以上
- (5) 講師：①河北秀世（本学神山天文台長・本学理学部教授）
②原哲也（本学神山天文台研究員・本学理学部教授）
③中道晶香（本学神山天文台研究員）
- (6) 内容：平成20年度から5年間実施してきたプロジェクト「研究教育用天文台の設置および天文学研究拠点の形成」終了にあたっての神山天文台スタッフによる成果報告。

平成20年度～平成24年度私立大学戦略的研究基盤形成支援事業 研究成果報告書

「研究教育用天文台の設置および天文学研究教育拠点の設置」

平成25年5月

発行 京都産業大学
神山天文台
〒603-8555 京都市北区上賀茂本山

印刷 株式会社田中プリント

