

Large Submillimeter Telescope Document Series, No.1

<https://doi.org/10.15000/1stds118687>



大型サブミリ波望遠鏡LST計画

科学白書2023

編集 LST計画推進グループ



この科学白書は [クリエイティブ・コモンズ 表示 - 非営利 - 継承 4.0 国際 ライセンス](https://creativecommons.org/licenses/by-nc-sa/4.0/)の下に提供されています。

大型サブミリ波望遠鏡計画推進グループ

<https://www.lstobservatory.org>

表紙画像

LSTの建設を検討しているChajnantor高原の遠景

2016年2月8日撮影：谷口 暁星

序

本白書の狙い

LST(Large Submillimeter Telescope) は, 2030 年代中葉の完成を目指して, 国際連携のもと計画が進められている次世代大型ミリ波・サブミリ波地上望遠鏡である。基調となっている計画案では, 分割鏡からなる主鏡の口径は 50 m で, ミリ波サブミリ波の観測を可能ならしめる望遠鏡をアタカマ高地に建設する。LST 計画は, サブミリ波における大口径望遠鏡だけでなく, 他の追従を許さない探索範囲の広さと検出した電磁波に対する解析能力の充実が大きな特徴である。現代の天文学研究は, 多数の天体を系統的に観測し, そのなかから興味深い自然現象を見出し, それに対する詳細研究を通じて発展してきた。最初の発見に引き続き, 2 天体目, 3 天体目の探査が直ちに行われ, 少数の天体における詳細研究や理論シミュレーション研究が行われることが多く, 完備なサンプルを用いた統計的研究を経て一般像の構築に至ることが, 標準的な研究サイクルと言える。このサイクルにおいて, ALMA 望遠鏡は個々の現象に対する徹底的な探査を担うことが多い。これに対し, LST に求められる最大の役割は, ミリ波サブミリ波帯から遠赤外線域における, 究極的な天体探査能力の実現である。

探査能力とは, 一義的には天体を探せる天域や波長 (色) 方向の網羅範囲が広いことを指すことが多い。ミリ波・サブミリ波帯での観測では, 従来, 陽に設定されてこなかった, 時間軸を探査能力の metrics として LST 計画では採用する。具体的には, 天体現象を年単位から秒を切るタイムスケールで調べる能力である。これにより, (1) 宇宙史の最初期における星・銀河とブラックホールの形成・進化過程の解明, (2) 多様な環境における星団・星・太陽系を含む惑星系と星間物質の進化過程の解明, (3) ミリ波・サブミリ波帯における時間領域天文学の本格的な開拓, および (4) 分子雲コアから銀河団を超える空間スケールでの構造形成物理学の確立を狙う。空間, 波長 (色), 時間および偏波の圧倒的な天体探査能力がもたらす帰結として, 未知の現象の発見を 5 番目に狙いとして掲げる。

現在, LST 計画は, 基調となる設計を構想する段階 (Concept-Development Phase) にあり, 今後 3 年程度を目標に技術選択のための開発研究や必要コストと成立性の検討に取り組み, 仕様と優先順位を策定する。この結果を踏まえ, 2020 年代中葉に基本設計 (Preliminary Design) の完成を目指す (第 1 章で詳述)。開発研究の指針となるのは, 科学的要求である。そこで, 日本の研究者 (以下, コミュニティ) からの科学的要求を可能な限り広く, 取りこぼしのないように集める活動を 2021 年 11 月から着手した。その集大成が「日本語版白書 2023」である。本白書の狙いは, 次の 2 点に集約される。

狙い 1. LST と LST に搭載する装置に対する, コミュニティからの科学的要求を広く集めること,

狙い 2. 望遠鏡や装置の性能が他の追従を許さぬものでありながらも実現性の高いものになるように, 技術研究と開発の指針を示すこと,

である。

本白書の構成・経緯と考え方

科学目標 (1), (2) および (4) を踏まえ, 狙い 1 を達成するために天文学研究で通常なされる, 分野別けを踏襲し,

1. 初期宇宙における銀河の形成 (銀河形成; 稲見 華恵さん・広島大学),
2. 初期宇宙における大規模構造の形成 (大規模構造; 赤松 弘規さん・SRON オランダ宇宙研究所),
3. 超巨大ブラックホールと活動銀河中心核 (AGN/BH; 梅畑 豪紀さん・名古屋大学),
4. 近傍の銀河と銀河系 (近傍銀河),
5. 銀河系における星間物質と星形成 (星形成/ISM; 富田 賢吾さん・東北大学) および
6. 太陽系内惑星大気・小天体と太陽系外惑星系 (太陽系内天体; 飯野 孝浩さん・東京大学)

の検討班を設けた (カッコ内は略称と班長の氏名および所属). 分野ごとにそれぞれ 10 名前後の研究者からなる検討班を構成した. 第 2 章以降の各章が各検討班による成果に対応する. 宇宙史において星形成率がほぼピークを迎えた, 中間的な赤方偏移 ($z \sim 2-6$) に特化した検討班を設けるべきとの意見が初期段階 (2022 年 1 月) で多数表明された. しかし, 討議を重ねた結果, 赤方偏移で区切るのは不自然であることに加え, サイエンスを規定しかねないので, 銀河形成班や AGN/BH 班など, 密接に関わる班で扱うことにした. また, 宇宙背景放射 (CMB) についても独立した班の設置を検討したが, 大規模構造班で扱うこととした (以上, 2022 年 3 月). 同時に分野横断的な検討班として, 科学目標 (3) に対応するものとして,

7. タイムドメイン科学

の設置を視野に入れた. しかしながら, 検討が進むにつれ, 諸天体の時間変動のタイムスケールとその現象を特徴づけるエネルギー域は多岐に及ぶことが改めて明らかになった. このため本白書では章として独立させなかった. さらに, 化学の知見にもとづく, さまざまな研究の急速な発展を踏まえ,

8. 宇宙化学 (宇宙化学; 下西 隆さん・新潟大学)

を 1.-6. の班と同時に設置した. なお, 「宇宙化学」の語は, 隕石学や探査機で取得した資料の解析や広く惑星大気化学を含む, 惑星科学分野においてしばしば使われている. 一方, 天文学分野では「星間化学」が伝統的に用いられてきた. 本白書では, 狙い 1 を踏まえ, どちらに限定することもなく, 広く化学的見地から宇宙における諸現象を理解するという意味で宇宙化学の語を用いる.

以上、設置にいたった班においては単独あるいは協働しての検討を2022年2月から本格的に開始した(巻末資料に会合記録を収録)。各章における構成は、冒頭に「この分野の現状と未解決問題の概要」を提示したのち、個々の議論、最後に「期待される成果の全体像」をまとめていただくことを編集者から班長に依頼した。個々のテーマについて各執筆者が真っ先に向き合った問題は、

考え方1. まずは科学的要求(以下、サイエンス)ありきで、2030年代に実現してほしい装置性能を考える立場、と、その対極である、

考え方2. 与えられた装置性能の範囲で、2030年代に挑戦したいサイエンスを考える立場、

のどちらを取るかであった(2022年3月ころ)。サイエンスと技術開発研究のフィードバックという巨視的な視点からは、本白書の使命がサイエンスから技術開発研究への「要求」に対応する(狙い2)ことは明白であった。しかしながら、広範な科学的検討を系統的に行うことは初めてであること、個々の科学研究と技術開発研究の現状(2022年前半時点)をつぶさに見ると一律な考え方をあてはめる合理性を見出せなかった。結果として、二つの考え方の中間をとることが最良の選択肢であると多くの執筆者と編集者が考えるに至った。このため検討の帰結が、優先順位も付した科学的要求(request)であったり、一般的な期待(wish)の表明であったりと濃淡が生まれた。

二つの考え方の中間を取ると言っても、議論の出発点となる、望遠鏡と装置性能の提示は必要である。それが図1、オンライン感度計算ツール(巻末資料§A.1)や第1章の当時の草稿であった。望遠鏡建設後に更新が可能な装置性

LSTの基本性能		焦点面装置		
	ピクセル数 または ビーム数	周波数幅	R	偏波
広帯域多色連続波カメラ (MKID)	10^6	150-350 GHzを3バンド 90-420 GHzを6バンド	10 each band*	直線偏波** ** 偏波率の校正精度 $3\sigma \leq 0.9\%$
超広帯域低分散分光装置 (DESHIMA)	1	≥ 100 GHz	1000	
超広帯域低分散分光撮像装置 (DESHIMA)	300	≥ 100 GHz	1000	
シングルビーム(coherent)受信機	1	≥ 21 GHz#	10^7	直線, 円偏波
マルチビーム(coherent)受信機	10^3	≥ 21 GHz#	10^6	

* 狭帯域撮像(「すばる」などでのNarrow band imaging)が可能となるが、系内分子雲の偏波撮像では、CO輝線混入除去には不十分だろう。
SIS受信機を想定した場合、現状の $f_{IF} = 3 \sim 21$ GHzからの制限(Kojima+17, 20)。マルチビームでは、消費電力などの制限からシングルビームよりも狭帯域の可能性も。

図 1: 本白書の執筆にあたり、プロジェクト側から2022年1月に提示したLSTに搭載する(第一世代)装置の概要(白書執筆説明会資料より)

能についても、— ほぼ確実に実現しうる性能から「夢」まで — 考える観測能力には幅がある。プロジェクトを進める立場からは、技術的実現性をもとに「何を第一世代装置群で必ず実現し、何を第二世代装置に託すのか？」を判断しなければいけない。第一世代装置群についても予算等の現実的制約から「何が絶対に譲れないものであり、何は削ってもよいのか？」の判断が近い将来、必要となる。その優先順位づけは、科学的要求の強さにもとづくべきである。LST 推進グループは、この問題意識を個々の研究者と共有したいと強く願っており、2022 年 2–3 月の段階で、不完全ながらも編集代表者の判断で具体的な問いを提示した。それらは、

1. 望遠鏡の主鏡口径として 50 m は適切か？例えば、70 m を目指す必要はないのか？ 30 m では不十分か？
2. 基本となる観測周波数範囲は 90 – 420 GHz であるが、これは適切であるか？例えば、70 GHz 帯や 690 GHz、850 GHz 帯への科学的要求はどれほどありそうか？
3. 周波数 690 GHz や 850 GHz 帯において口径 50 m の主鏡を実現することは大きな技術的挑戦であり、この周波数帯においては主鏡中心部の 30 m 部分を超高精度化し、実現する道が考えられる。この選択をした場合、サイエンスへのインパクトはどのようなものが想定されるか？
4. 基本となる視野の直径は 1 度角であるが、これは適切であるか？例えば、0.5 度角ではサイエンスを大幅に制限してしまう恐れがあるか？ 1.5 度角でなければ、真に達成不可能なテーマはあるか？
5. マルチビーム・ヘテロダイン受信機のビーム数は、現時点では 100 を目指すが、これを上回るビーム数がなければ真に達成不可能なテーマはあるか？
6. マルチビーム・ヘテロダイン受信機において、同時観測可能な周波数帯域幅は 21 GHz 以上を現時点では目指すが、これよりも広帯域でなければ真に達成不可能なテーマはあるか？
7. シングルビーム・ヘテロダイン受信機との併用が想定される分光器の最高分光性能は $R \simeq 10^6$ を目指すが、これよりも高い分光性能がなければ真に達成不可能なテーマはあるか？
8. 観測周波数 420 GHz 以下が主となる想定のもと、望遠鏡の指向精度は 2.5 秒角を目指すが、周波数 690 GHz や 850 GHz 帯における科学研究からの要求に耐えうるものか？
9. 輝線強度比やスペクトル指数を求める研究において、必要とされる強度較正精度は何パーセントくらいか？
10. 突発天体の観測に即応性が求められる場合、何分間以内であろうか？突発天体の観測に求められる運用体制とはどのようなものであろうか？突発天体の観測において同時取得したいバンド数はいくつであり、偏波観測の必要性はどれほどであろうか？、など

である。また、「本白書の狙い」で述べたように「未知の現象の発見」も期待される。このためには、

11. 偶然の発見 (serendipitous discovery) をもたらしうる “余裕”(やっておいてよかった) をどこまで持たせた
いか？

も考えていただいた。

以上を検討していただくにあたり、多数の執筆者から、第一線で稼働中の装置や 2020 年代前半に稼働が見込まれる装置、さらには 2020 年代後半以降の実現が計画されている望遠鏡や装置群の基本的性能をまとめてほしいとの要望が 2022 年 2 月ころから多数表明された。残念ながら、編集者はこの要望に応えることはできなかった。該当する装置のステータス・レポートや計画書から諸元を抜き書きすれば良さそうではあるが、抜き書きには作業者の判断が必要となる。ここに困難があった。ある比較において、何れかの性能が優ると言い切れる場合においてさえも、研究テーマによっては (性能の優劣を考慮したとしても) 性能の劣る装置によるデータも両方必要とされる研究が散見される。結局、「どの軸で比較するか」を説明するためには、科学的背景、研究の現状と科学的目標を述べてから、比較対象に入れる装置を選択し、「性能のまとめ」を作表する流れとなる。別の視点からは、過去から現在までの「性能のまとめ」の延長線上に将来装置に望まれるスペックがある、と言える。したがって、「科学的問いの設定を含めた、一連の議論が白書そのものとなる」と編集代表者は考え、回答した。要望をお寄せいただいた執筆者には、このように説明したが、これが適切であったかは評価がわかれた。

各班での検討が進み、班をまたぐテーマの議論や取りこぼしがないかを確認するために 2022 年 3 月 31 日に全班合同オンライン会合をもった。そこでは、以下の点についても意見交換がなされた。“誰もが考えるテーマであり、オリジナリティはないのだが、その分野で必ず取り組むべきやるべき課題”についても記述することが確認された。これらは各章の「この分野の現状と未解決問題の概要」および「期待される成果の全体像」で主に述べられている。複数の執筆者で内容的に重なる部分については、執筆まえには班長が若干調整したが、入稿後に重なりを積極的に解消しなかった。この判断は、個々の原稿が“読み切り”になっているほうが、利便性が高いだけでなく、問題設定の違いを尊重したためである。また、「本当によいアイデアは白書には書かず、論文に書きたい」との意見もあり、判断は執筆者に一任した。「競合しそうな他計画について、どこまで述べるべきか」についても意見交換を行い、(i) LST でなければ達成できないテーマと (ii) 他計画とのシナジーがもたらすであろう発展にできるだけわけて記述することで合意した。

検討班ごとにばらつきがあったが、初稿が揃ったのが 2022 年初夏であった。さっそく班内での相互レビューと編集者によるレビューを同時に行い、改訂していただいた。班内での相互レビューは、班長による通読後、原稿ごとに担当者を決めて行った班が多い。改訂作業は概ね 2ヶ月以内に行われたが、班ごとに進捗が異なるため、全体としては 2022 年下半期にわたった。班ごとの内部レビューが終わった原稿から、各章ごとに 1 名あるいは 2 名の外部の研究者によるご意見をいただいた (2022 年 10 月から 2023 年 3 月)。以上、どのレビュー・プロセスにおいても執筆者と意見者の顔が互いに見えることもあり、概して大らかになされた。すべての原稿を編集者が拝受したのは、

2023年4月であった。2023年6月半ばには内容面からは、白書を刊行できる状態となったが、図版の著作権処理に想定以上の時間を要してしまった。2023年7月21日および22日にLST推進グループは、白書で論じていただいた科学的要求を性能要求に読み替える集中作業を国立天文台・三鷹にて行った。これは執筆者の皆さんからいただいた内容を推進グループメンバーが深く理解し、目指すべき技術目標を明確にし、開発研究の優先度の検討を本格的に始める第一歩となった。このときなされた議論の副産物がフェルミバブルなど、銀河(系)中心の活動性が駆動する物質とエネルギー循環研究において、LSTが果たせるであろう役割だった。そこで急遽、編集代表者が第5.6節を追加したわけだが、更なる刊行の遅れを招いてしまった。当初計画よりも1年を上まわる遅れについては、執筆者の皆さんにただただお詫びするしかない。

謝辞

私たち編集者は、LST推進グループを代表して本白書の完成に惜しみない協力をくださった、すべての研究者に心からのお礼を申しあげたい。とりわけ、1年半近くにわたって各分野の検討を牽引してくださった班長の稲見華恵さん、赤松弘規さん、梅畑豪紀さん、富田賢吾さん、飯野孝浩さんおよび下西隆さんに深謝したい。班長の皆さんは、各班の牽引役にとどまることなく、班相互の議論を活発に行い、建設的で忌憚のない提言を編集者にお寄せくださった。それぞれの執筆者におかれては、貴重な研究時間をLSTのために費やしてくださった。外部意見者の皆様は、原稿を読みやすいものにするために、わずか1ヶ月程度の期間で具体的な指摘を多数くださった。また、近傍銀河研究におけるLSTの役割についてご教示くださった方々の皆さま、どうもありがとうございました。改めてすべての皆様に「どうもありがとうございます」を伝えたい。この白書の提言を活かし、LSTの建設に向けた覚悟をあらたにしたところである。

2023年10月20日

古屋 玲^{ID} (編集者代表・徳島大学), 竹腰 達哉^{ID} (北見工業大学),
田村 陽一^{ID} (名古屋大学), 川邊 良平^{ID} (国立天文台),
河野 孝太郎^{ID} (LST計画代表; 東京大学)

正誤訂正の履歴

訂正日	訂正箇所	(誤)	(正)
2024年4月7日	p.222, 脚注を付した段落	当該段落の二重掲載	当該箇所を削除

目次

第1章 LST プロジェクトの全体像	1
1.1 LST 計画概要	1
1.1.1 科学目標	1
1.1.2 学術的意義	2
1.1.3 我が国の先見性・独自性・創造性	4
1.1.4 国内外の研究動向と当該構想の位置付け	5
1.1.5 国際協力・国際共同	6
1.1.6 これまでの準備状況	7
1.1.7 設置サイト	7
1.1.8 所要経費	8
1.1.9 年次計画	8
1.1.10 実施機関と実行体制	8
1.1.11 共同利用体制	9
1.1.12 期待される性能概要	9
1.2 技術的挑戦の概要	11
1.3 望遠鏡	13
1.3.1 運用条件と要求性能	13
1.3.2 コンセプト	16
1.3.3 これまでの取り組みと今後の技術開発	19
1.4 焦点面装置	26
1.4.1 装置構成	26
1.4.2 運用形態と焦点面の最適化	29
1.4.3 共通技術	29
1.4.4 直接検出器	30
1.4.5 広視野多色カメラ	33

1.4.6	超広帯域面分光器	33
1.4.7	偏波計	34
1.4.8	キャリブレーション	35
1.4.9	ヘテロダイン受信機：超高分散分光器	35
1.5	データ処理	40
1.5.1	データフローと品質保証	40
1.5.2	データ形式	41
1.5.3	データサイズ	42
1.5.4	データ解析	43
1.5.5	データアーカイブ	45
1.6	科学運用プラン	46
1.6.1	コンセプト	46
1.6.2	立ち上げフェーズ	46
1.6.3	運用フェーズ	47
1.6.4	観測プログラム	47
1.6.5	観測提案からデータ配布まで	49
1.7	沿革と国際協力	51
1.7.1	LST 構想の立案から現在までの経緯	51
1.7.2	世界的な動向	52
1.7.3	AtLAST 計画との連携について	52
1.7.4	台湾との連携について	53
1.8	執筆者一覧	54
第 2 章	初期宇宙における銀河の形成	55
2.1	この分野の現状と未解決問題の概要	55
2.1.1	暗黒宇宙の夜明けと初代銀河の形成	57
2.1.2	初期宇宙での環境効果	73
2.1.3	初期宇宙での銀河の性質	77
2.2	期待される成果の全体像	95
2.3	謝辞	98

第 3 章 宇宙の大規模構造と観測的宇宙論	99
3.1 この分野の現状と未解決問題の概要	99
3.1.1 大規模構造観測における現状と課題	99
3.1.2 スニヤエフ・ゼルドビッチ効果	104
3.1.3 スニヤエフ・ゼルドビッチ効果観測の現状とその課題	110
3.2 LST によるスニヤエフ・ゼルドビッチ効果観測で切り開く銀河団サイエンス	119
3.2.1 高角度分解能を用いた銀河団ガスの研究	119
3.2.2 運動学的スニヤエフ・ゼルドビッチ効果を用いた銀河団プラズマ運動学	120
3.2.3 相対論的スニヤエフ・ゼルドビッチ効果を用いた銀河団の温度推定	121
3.2.4 スニヤエフ・ゼルドビッチ効果の偏光観測で迫る宇宙物理	121
3.2.5 多波長観測とのシナジー	124
3.3 LST によるサーベイを通じたサイエンスケース	126
3.3.1 熱的スニヤエフ・ゼルドビッチ効果による質量関数構築	126
3.3.2 高解像度熱的スニヤエフ・ゼルドビッチ効果パワースペクトル	127
3.3.3 多波長観測とのシナジー	129
3.4 LST による CMB 観測で期待されるサイエンスケース	131
3.4.1 Cosmic Microwave Background (CMB)	131
3.4.2 CMB 観測の現状と課題	131
3.4.3 LST によるサーベイを通じた CMB サイエンスケース	133
3.4.4 より大規模なサーベイで可能な CMB サイエンスケース	134
3.5 観測装置への要求	136
3.6 執筆者一覧	140
3.7 謝辞	141
第 4 章 超巨大ブラックホールと活動銀河中心核	143
4.1 この分野の現状と未解決問題の概要	143
4.2 超巨大ブラックホールと銀河の共進化	145
4.2.1 宇宙再電離期におけるクエーサー前駆体の探査	145
4.2.2 銀河形成期における AGN 母銀河のダスト	151
4.2.3 銀河 BH 共進化と環境依存性	153
4.2.4 平均的なスピンパラメータの制限	156

4.3	近傍・局所宇宙におけるブラックホール	158
4.3.1	AGN で見られるミリ波超過成分	158
4.3.2	時間変動から探るダストに埋もれた近傍 AGN の探査	159
4.3.3	Changing-look AGN に同期したミリ波放射	160
4.3.4	シンクロトロン自己吸収をもちいたブレイザー放射領域と磁場の決定	161
4.3.5	X線連星を用いたジェット構造・ガス降着-ジェット噴出の関係性の理解	162
4.3.6	LST を用いたミリ波・サブミリ波 VLBI 観測による近傍ブラックホール探査	165
4.3.7	分子雲に着目した中間質量ブラックホールの探査	168
4.3.8	浮遊巨大ブラックホール	172
4.4	期待される成果の全体像	173
第5章	銀河系における星間物質と星形成	175
5.1	この分野の現状と未解決問題の概要	175
5.2	分子雲	178
5.2.1	銀河系内の分子雲の分布と性質	178
5.2.2	分子雲の全体的性質 (100-10pc スケール)	183
5.2.3	分子雲の形成と進化	188
5.2.4	分子雲中の高密度構造形成	192
5.2.5	分子雲中の高密度構造の性質	195
5.2.6	分子雲の破壊 (星形成フィードバック)	209
5.2.7	星団形成	211
5.2.8	分子雲衝突	213
5.2.9	異なる環境の分子雲 1. 銀河系中心	215
5.2.10	異なる環境の分子雲 2. 高銀緯分子雲	216
5.2.11	異なる環境の分子雲 3. 大小マゼラン雲	218
5.3	分子雲コアから原始星・原始惑星系円盤へ	220
5.3.1	分子雲コアの構造と進化	220
5.3.2	分子雲コアの質量関数と星の初期質量関数	224
5.3.3	エンベロープから原始惑星系円盤へ	226
5.3.4	星・円盤形成とダスト進化	228
5.3.5	大質量星形成	230

5.4	星の進化の最終段階と星間物質	233
5.4.1	赤色超巨星の周囲の物質	233
5.4.2	超新星爆発におけるダストの形成と破壊	235
5.4.3	超新星爆発と星間物質の相互作用	237
5.5	高エネルギー現象と星間物質	242
5.5.1	超新星残骸における宇宙線加速	242
5.5.2	星形成過程と高エネルギー現象	246
5.6	「銀河(系)中心が駆動する物質・エネルギー循環論」へ	248
5.6.1	物質循環仮説と LST の役割	248
5.6.2	提案する研究の全体像：CMZ に着目する理由	249
5.6.3	CMZ におけるガス質量の出入りの式 (5.1) の各項	251
5.6.4	「銀河の中心が駆動する物質・エネルギー循環論」構築の意義と LST に求められる性能	256
5.7	まとめ：銀河系における星形成パラダイムの統合 - 期待される成果の全体像	257
5.8	謝辞	258
第 6 章	太陽系	259
6.1	この分野の現状と未解決問題の概要	259
6.1.1	太陽系内天体の観測的研究の現状	259
6.1.2	ALMA と LST：測器パラメータの違い	260
6.2	惑星の大気・表層環境	261
6.2.1	惑星大気研究におけるミリ波・サブミリ波観測の意義	261
6.2.2	金星大気における長期時間変動	263
6.2.3	惑星大気における突発現象	266
6.2.4	超広帯域分光器による巨大惑星大気の上部対流圏の観測	267
6.2.5	大口径単一鏡の必要性	268
6.3	彗星の高頻度・高感度分光観測による原始太陽系環境の解明	269
6.3.1	LST の高空間分解能観測がもたらす、高精度・高効率分光観測	269
6.3.2	ラインサーベイ観測による微量分子組成比の導出	269
6.3.3	高空間分解能を活かしたコマ内化学反応プロセスの解明と、光赤外観測とのシナジー	270
6.3.4	彗星同位体比導出による原始太陽系環境の解明	270
6.3.5	彗星のタイムドメイン観測の重要性	271

第7章 星間化学	273
7.1 この分野の現状と LST への期待	273
7.2 個別サイエンスケースの詳細	276
7.2.1 分子雲におけるミッシングエレメントの探査	276
7.2.2 小質量原始星エンベロープの化学的多様性と時間変動	279
7.2.3 星形成領域におけるマイナー分子種の高感度観測	281
7.2.4 大質量星形成領域の化学的多様性	284
7.2.5 赤外線暗黒星雲 (IRDC) の分光モニタリング	285
7.2.6 銀河系内分子雲の広域・多輝線マッピング	286
7.2.7 銀河系内の同位体組成分布	289
7.2.8 銀河系外縁部の分子雲探査	291
7.2.9 銀河系外縁部の星間化学	292
7.2.10 マゼラン雲の星形成領域の星間化学	294
7.2.11 CO 同位体置換種を用いた銀河における星の初期質量関数の推定	296
7.2.12 星間化学の近傍銀河における分子雲の進化および星形成の研究への応用	299
7.3 期待される成果の全体像	301
付録 A	303
A.1 超高分散分光器 (ヘテロダイン受信機) の感度計算ツール	303
A.2 マッピング観測のシミュレーション	303
A.2.1 擬似観測について	304
A.2.2 結果	307
A.2.3 擬似観測に基づく, LST に要求する仕様	308
A.2.4 このシミュレーションの課題	308
付録 B	311
B.1 略語集	311

第1章 LSTプロジェクトの全体像

1.1 LST計画概要

アルマ・JWST・TMTをはじめとする大型天文観測施設が稼働する時代に、サブミリ波帯において、それらと相補的で新しいディスカバリー・スペースを切り拓く多次元（空間・宇宙論的奥行き・周波数・時間軸・偏波）掃天観測を推進する。これにより、宇宙再電離期におけるダストに隠された形成途上の大質量銀河や大質量ブラックホールを網羅的に探索・発見し、その統計的な性質を初めて明らかにしたり、多数の銀河団において多周波数での高分解能かつ広がった放射まで捉えた高品位イメージングを行い、スニヤエフ・ゼルドビッチ効果の精密測定に基づき構造形成および観測的宇宙論に新たなブレークスルーをもたらすことなどを目指す。近傍宇宙は個々の現象を切り分けて研究しやすい反面、どの探査軸においても研究範囲の広さが求められる。LSTによる近傍宇宙・多次元掃天では、分子雲を中心とする構造形成研究と星の生死が駆動する物質進化研究の範囲を、無バイアスに近い完全性を有するまでに拡張し、宇宙史の文脈における銀河系と太陽系の位置付けを明確にする。これにより、私たちの起源に真に迫る。以上を達成するため、ミリ波・サブミリ波帯において広い視野（0.5度角以上）を持つ、大口径（口径50m級）高精度単一望遠鏡LSTを建設する。超伝導技術を駆使した広視野・広帯域観測装置を開発・搭載し、一挙に広い天域を観測できる超広域撮像能力（アルマと比較して1万倍以上）、また一挙に幅広い周波数範囲を分光できる超広帯域分光能力（アルマと比較して10倍以上）を実現する。高精度アンテナや超伝導検出器等の開発と、得られる膨大なデータの解析手法の開発は、工学・数理科学など分野連携・分野融合で行われる。こうした融合研究により、例えば超伝導検出器をはじめとする超伝導量子技術の量子コンピューターへの応用など、幅広い波及効果が期待される。

1.1.1 科学目標

LSTが目指す科学目標は、以下の4点にまとめられる。

1. 宇宙史の最初期における星・銀河とブラックホールの形成・進化過程の解明。
2. 多様な環境における星団・星・太陽系を含む惑星系と星間物質の進化過程の解明。
3. ミリ波・サブミリ波帯における時間領域天文学の本格的な開拓。

4. 分子雲コアから銀河団を超える空間スケールでの構造形成物理学の確立.

これらの科学目標は、いずれも LST により実現される強力な掃天観測能力が、その達成において本質的な役割を果たす。その一例を図 1.1 に示す。次章以降にある、これらについての詳しい検討結果が、本白書の根幹である。

1.1.2 学術的意義

ミリ波・サブミリ波帯は、豊富な分子・原子スペクトル線、ダスト（固体微粒子）からの熱放射、またプラズマを捉えるスニヤエフ・ゼルドビッチ効果など、多様な「相」にある星間物質を捉えるユニークな特徴を有する。アルマは、この波長帯において、かつてない高い感度・高い解像力・高い撮像能力を有し、惑星系形成の現場から宇宙初期に存在する形成途上の若い銀河まで、多様な天体の形成過程を観測し、多くの成果を挙げ続けている。その一方で、アルマは広大な宇宙の中で未知の天体を探し出す探索能力は限られている状況にある。

こうした背景のもと、LST 計画は、ミリ波サブミリ波帯において、天体探索能力を飛躍的に高め、アルマと相補的なディスカバリー・スペースを切り拓く。特に、空間的広さ・宇宙論的奥行き・周波数・時間軸・偏光という多次元

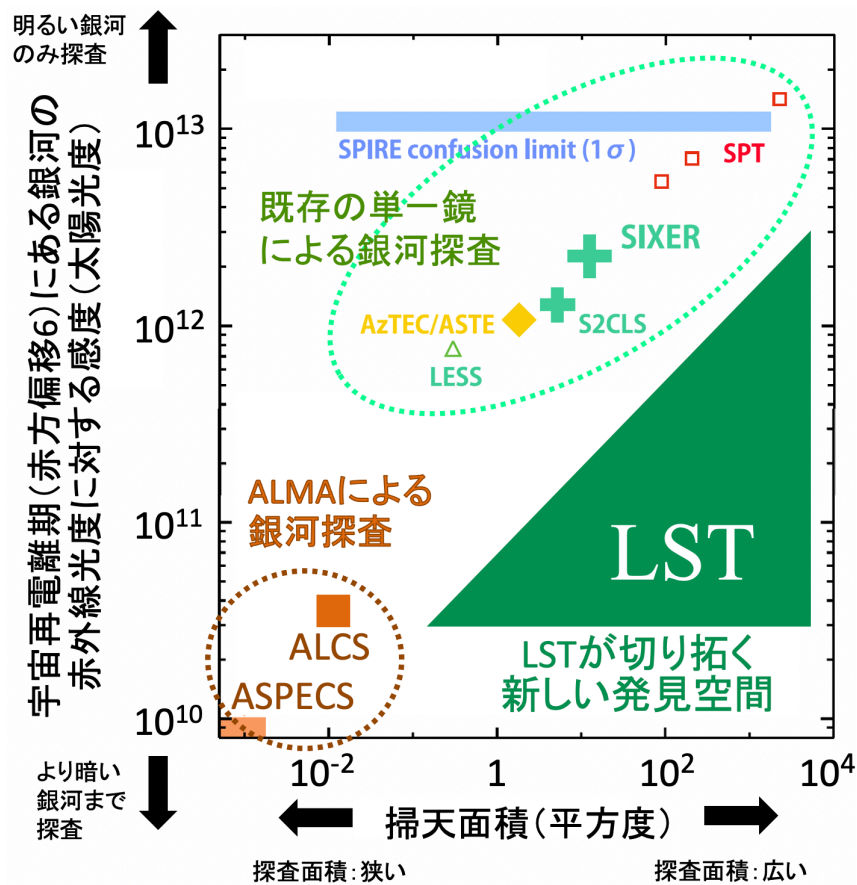


図 1.1: 科学目標における LST の位置づけの例。大質量銀河の形成・進化過程の全貌を明らかにする上で、宇宙再電離期における多量のダストに覆われた爆発的星生成銀河を無バイアスに探索することが不可欠であり、高い集光力と掃天能力を兼ね備えた LST が、必要なパラメーター・スペースでの観測を初めて実現できる。

第 1. LST プロジェクトの全体像

的な掃天観測を本格的に開拓し、サブミリ波帯における多次元掃天天文学を創出する。

近年アルマを使った酸素イオン輝線の観測、そして宇宙赤外線望遠鏡 JWST の登場により、宇宙開闢後わずか 3 億年弱（赤方偏移が約 15~17）の時代に、「最初期の星生成銀河」がすでに誕生していたことが明らかになってきた。こうした時代における若い銀河の網羅的探査とその生成進化過程の解明が今後の天文学の最重要課題の一つになっている。ミリ波サブミリ波帯での広域かつ高感度な分光撮像探査は、希少な最初期の星生成銀河を見出す有力な手段であることが理論的に予測されつつある。LST 計画は、酸素イオン輝線やガンマ線バースト逆行衝撃波をプローブとしたユニークな手段により、JWST 宇宙望遠鏡などとは異なる切り口で、このフロンティアに切り込むという意義がある。こうした未開拓の初期宇宙における多数の銀河の個別検出により、諸物理量に加え、構造形成の指標となる光度関数やクラスタリング（相関関数）等の銀河統計量を明らかにできれば、銀河形成分野で極めて大きなインパクトを持つブレークスルーとなる。

この波長帯に特有のスニヤエフ・ゼルドビッチ (SZ) 効果は、宇宙の構造形成に伴うガス加熱・冷却過程のユニークな研究手段、特に高赤方偏移宇宙に強い手段である。本構想により精密な SZ 観測が実現されれば、従来観測されてきた熱的 SZ 効果に加え、超高温成分による相対論的なスペクトルの歪みの検出、さらに微弱な力学的 SZ 効果の本格的な観測も可能となる。これは、構造形成や銀河団の進化の研究のブレークスルーになるばかりでなく、銀河団を用いた観測的宇宙論へのインパクトも期待される。

宇宙における構造形成プロセスは自己重力が主役であるが、構造形成を妨げる力の役割をさまざまな空間スケールにおいて理解することが本質的に重要である。その代表とも言えるのが、磁場と乱流による力である。磁力線は無限に連続するものであり、乱流は大きなスケールから小さなスケールへのエネルギー輸送現象だからである。ピアン・バッテリー効果などで宇宙最初期に形成されたであろう、種磁場がダイナモ過程と天体現象で増幅され現在に至っている。このようにして形成・維持されている磁場の役割は二義的であるが、条件が揃えば宇宙流体の進化を律速する。例えば、星形成プロセスにおいては、ガスの自己重力収縮を妨げる一方、余剰角運動量を外部に輸送し原始星への質量降着を促進する。具体的には、原始星や若い星周囲の構造の偏波観測を得意とするアルマと銀河系全域や分子雲のスケールの偏波観測を可能ならしめる LiteBIRD 計画に代表される、宇宙論実験からの偏波観測をつなぐ空間スケールでの星間磁場構造と星の生死を含む星間物質の進化における役割の全貌解明が期待される。非熱的放射で観測される、激しい時間変動現象においても、磁場の役割は本質的であり、偏波観測から得られる情報無しに理解することは不可能である。

詳細は第 2 章以降に譲るが、以上にとどまらず、星生成初期段階の物理的および化学的多様性と普遍性の研究、偏波観測による星間塵の物理化学的特性の精密定量を通じた固体微粒子の生成と成長の理解、宇宙再電離期のキューサー前駆体探査や中間質量ブラックホール候補の探索、高頻度サブミリ波 VLBI 観測に基づくブラックホール科学への貢献、超新星残骸に付随する分子雲の広域観測に基づく宇宙線研究、長期間分光観測モニターによる太陽系惑星の突発的あるいは長期的気候環境変動の研究など、新たな切り口の開拓により、天文学・天体物理学・宇宙論・

惑星科学の幅広い発展に寄与する。アルマの一素子として干渉計に組み込むことで、アルマの感度向上にも資する。アルマのみならず、光赤外線分野や低周波電波帯の大型計画とも高い相乗効果が期待される。

口径 50m でサブミリ波帯の観測が可能な高精度アンテナ、数 10 万～数 100 万画素に及ぶ大規模な超伝導検出器、そこで生み出される膨大な観測データの解析技術などの開発、建築構造学・計測光学・超伝導工学・数理科学などの緊密な連携のもとで推進する。とりわけ、超伝導検出器の開発で培われる超伝導共振器や超低消費電力増幅回路等の超伝導量子技術は、量子ビットの読出回路や増幅回路など量子コンピューターへの応用が可能な重要技術である。また、高精度アンテナや送受信技術の発展は、リモートセンシングや通信の大容量化を加速し、月面探査や惑星間深宇宙探査への利用など多様な学術分野の進行にもつながる。同時に、通信の大容量化や衛星連携、Beyond 5G/6G への要素技術の醸成など、安心安全かつ便利な社会の実現へも貢献する。

1.1.3 我が国の先見性・独自性・創造性

LST 計画の大目標のひとつは、多次元的掃天観測により現在から天体形成期まで宇宙全史に渡る銀河の 3 次元分布を明らかにし、その形成・進化過程を理解することである。この分野では、我が国の研究者が、世界に先駆けて酸素原子輝線の有用性や GRB 逆行衝撃波を使った宇宙再電離期の観測可能性を理論的に示し、観測的にも成果を挙げて主導的な役割を果たしている。また、野辺山 45m 鏡搭載ボロメーターアレイ NOVA で空間的に分解したスニヤエフ・ゼルドビッチ効果の観測を初めて実現し、また JCMT/SCUBA を使ったスニヤエフ・ゼルドビッチ効果のサブミリ波帯超過を初めて観測するなど、銀河団内部構造の研究やそれに基づく宇宙論の研究で独創性・先見性の高い成果を挙げてきた。このほか野辺山以来の伝統を持つ星形成の研究など多くの先見性が本計画を支えている。

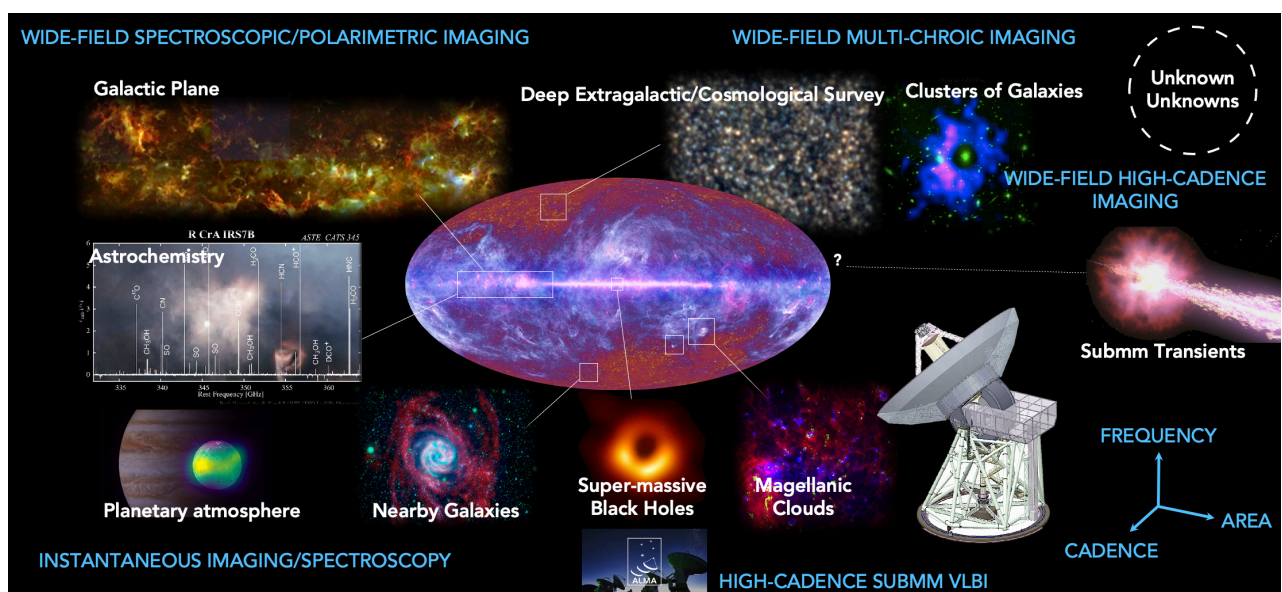


図 1.2: LST が発展させる研究分野

第 1. LST プロジェクトの全体像

LST 計画を実現するためには、アルマ 2 に向けた超伝導高分散分光受信機の超広帯域化やマルチビーム化技術、データ科学の手法を組み合わせる観測効率を向上させる新しい発想、また超伝導チップ上で低・中分散の超広帯域分光を可能とする集積超伝導分光器 (ISS) 技術、大型高精度アンテナの鏡面精度を実時間で計測し補正することを可能にするミリ波補償光学の提唱とその実証、遺伝的アルゴリズムを用いた大型高精度アンテナの設計法とその応用など、我が国の若手研究者が提唱・切り拓く多くの新技術が活用される。これも本構想における我が国の強い優位性となっている。

LST 計画は、次節でも述べている通り、アルマをはじめとする最新の国際的研究動向・潮流の中でその必要性が認識され、さらに日本のミリ波サブミリ波天文学の発展と成果も踏まえて立案・提唱された、我が国発の計画である。1980 年代に端を発する国立天文台野辺山 45 ミリ波望遠鏡やミリ波干渉計は、宇宙ミリ波分光という新たな分野を切り拓き、星間分子の発見、原始星分子双極流の発見、水メーザーによる超大質量ブラックホールの発見、赤方偏移した遠方クェーサーの分子ガスの検出、原始惑星系円盤の撮像など、重要な発見をもたらした。これらは名古屋大学 4m 鏡、なんてん望遠鏡や東京大学 60 cm 望遠鏡 (あまのがわ望遠鏡) などで行なわれていた無バイアス掃天研究と刺激しあい、多彩な物理的性質を示す星間物質に対する網羅的研究の潮流を生み、富士山山頂サブミリ波望遠鏡による中性炭素輝線といった短い波長の観測天文学を開拓するに至った。さらに、アタカマサブミリ波望遠鏡実験 (ASTE) では分子分光観測のみならず、我が国初となる本格的なダスト連続波による宇宙論的サブミリ波銀河サーベイを実現させた。こうした多岐にわたる研究成果がアルマへと受け継がれている。本計画は、こうした我が国の独創的な研究をさらに飛躍させるために必要である。

1.1.4 国内外の研究動向と当該構想の位置付け

サブミリ波帯における広域撮像観測は、ハーシェル宇宙望遠鏡 (口径 3.5m) の他、10-15m 級の地上望遠鏡を使って行われてきたが、角分解能が低いことに起因する感度限界のため、アルマ時代の広域探査施設としての役割は徐々に終えつつあり、格段に高い集光力と広域天体探索能力を備えた大口径サブミリ波望遠鏡を求める機運が世界的に高まっている。欧州では欧州南天天文台 ESO が中心となり、LST 計画とほぼ同じコンセプトの AtLAST 計画の検討が進められている。既存のミリ波・サブミリ波帯の望遠鏡の性能と、LST/AtLAST の位置づけを図 1.3 に示す。高い集光力と広域掃天観測能力を兼ね備えたサブミリ波望遠鏡計画の実現可能性を向上させるため、両者を統合する方向で合意に達しており、今後、さらに科学目標の検討を深化させつつ、望遠鏡および焦点面観測装置群の仕様をより具体化させ、予算化のための準備を国際協調により進めていく予定である。中国では、紫金山天文台が中心となり、口径 60 m のサブミリ波望遠鏡の構想が立案されつつある。南米チリに設置される LST + AtLAST 統合計画と、チベットへの設置が有力な紫金山天文台 60m 計画の両者が実現すれば、南天および北天ともにサブミリ波での広域探査施設が揃い、重力波天体などの即時追求観測に貢献することが期待される。

1.1.5 国際協力・国際共同

LST 計画は日本発の構想であるが、その後、同様のコンセプトの望遠鏡である AtLAST 計画が欧州主導で計画されるなど、次世代大口径サブミリ波望遠鏡を求める世界的な潮流に発展してきた。それらに呼応して、AtLAST 計画との融合により、一つの計画として国際共同のもと実現する道を追求する。我が国は野辺山宇宙電波観測所やアルマ計画の実現、また TMT 計画への参画（望遠鏡本体構造の設計・製作・現地据付調整などを担当）などを通して培ってきた超伝導デバイス技術や高精度大型アンテナ技術を活かした形で参画し、望遠鏡構造や焦点面観測装置など重要な部分に関わる貢献が期待される。特に、主鏡面部の変形量をほぼリアルタイムで計測し、能動的に鏡面形状の制御・補正を行う技術は、大口径のサブミリ波まで観測可能なアンテナ実現のための鍵となるものである。この

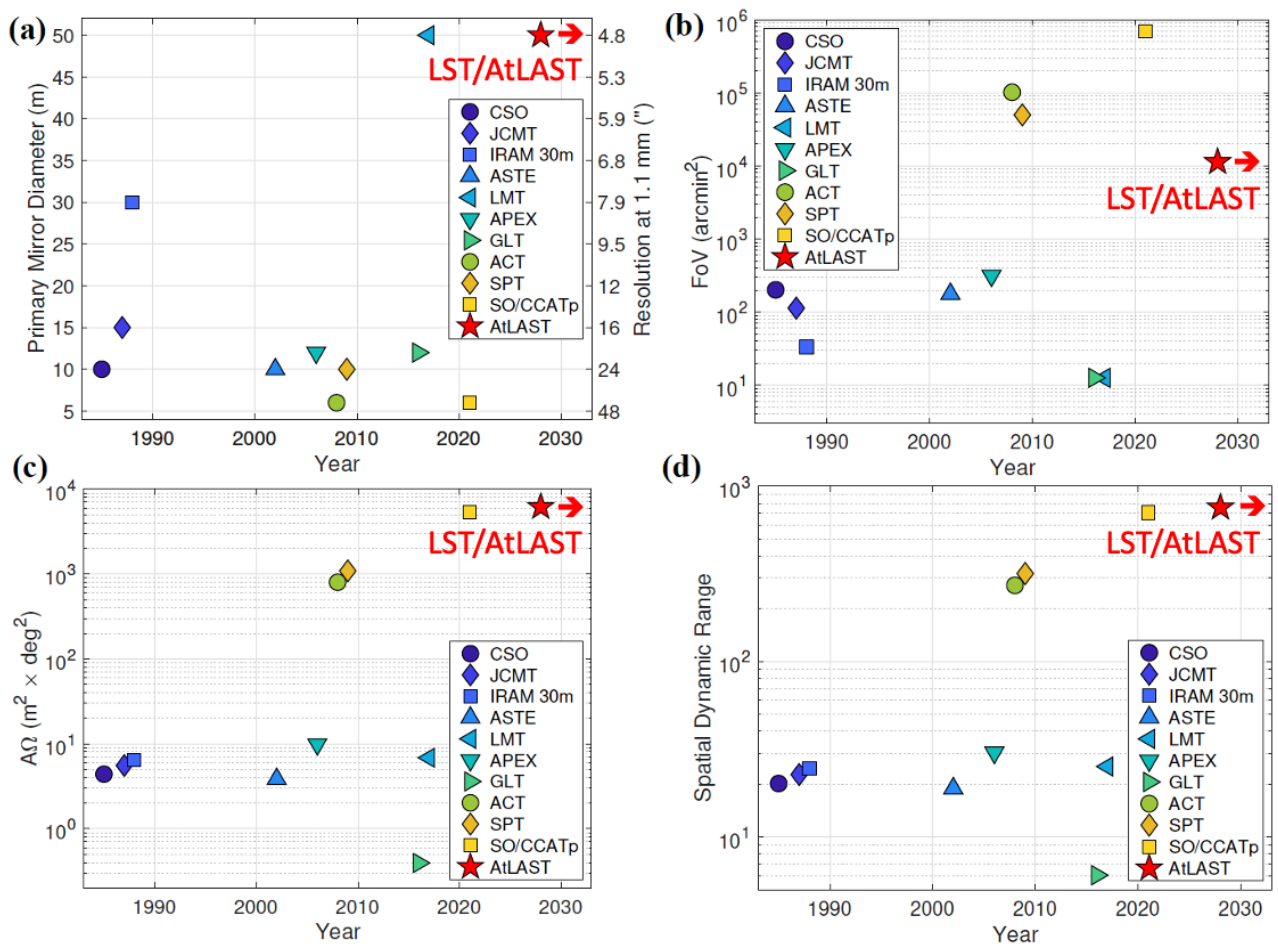


図 1.3: 世界におけるサブミリ波望遠鏡の性能および LST の位置づけ。集光能力 (A) および観測視野 (FoV) をあわせたサーベイ観測能力 ($A\Omega$) において、LST は既存のサブミリ波望遠鏡を格段に上回ることが期待される。メキシコで運用されている大型ミリ波望遠鏡 LMT は、LST/AtLAST と同じ口径 50m を既に実現している (パネル (a)) が、鏡面精度が本格的なサブミリ波観測を行う上では不十分であり、かつ、視野が圧倒的に狭い (パネル (b) 参照)。Simons Observatory (SO) 及び CCAT-prime は、LST/AtLAST と同水準の高いサーベイ能力 ($A\Omega$) を有すると期待されるが、CMB 観測を主目的とする小口径望遠鏡のため (パネル (a) 参照)、空間分解能が LST/AtLAST と比較して約 1 桁低く、LST で目指す科学目標とは競合しない。Klaassen et al. (2020) から改変。

第 1. LST プロジェクトの全体像

点について、我が国の研究者が独創性の高い新手法「ミリ波補償光学」を提唱しており、ユニークな役割を果たすことができる。また、主力観測装置として期待される超広帯域分光撮像装置についても、我が国の研究者が発案し系外銀河など天体信号の技術実証観測まで漕ぎ着けている超伝導オンチップ型分光器技術での貢献が期待されている。

国際協力とこれまでの経緯については、第 1.7 節も参照のこと。

1.1.6 これまでの準備状況

計画は、現在「研究者グループの具体的検討による企画書段階」から「一定の準備資金を得ての技術開発等の開発・準備段階」にあると言える。

日本国内では、宇宙電波懇談会（会員数約 330 名）が主たる支持母体である。2018 年 10 月に行なった大型計画についての意向調査では、会員の半数に近い 137 名からの回答の中、100 名を超える研究者からの支持が確認された。これに基づき、宇宙電波懇談会から、「アルマ 2」に次ぐ高い優先度での推薦を得ている。マスタープラン 2023 に向けては、宇宙電波懇談会の下に設置された電波天文将来計画検討ワーキンググループでの議論を行い、計画の成熟度・完成度を高めていくフェイズにある一方、高い学術的価値を有するとの評価を得た。2021 年 3 月には国立天文台研究集会を開催し、100 名を超える参加者とともに 2030 年代を見据えて取り組むべき諸課題および技術開発の展望を討議した。2021 年 9 月の日本天文学会秋季年会には、南極テラヘルツ望遠鏡計画と合同での企画セッションを開催し幅広くコミュニティとの議論を行った。2022 年度には、90 名を超える研究者が参加して、科学要求仕様をまとめる白書の作成を開始している。

競争的資金獲得に基づく要素技術開発を、国立天文台が運用するサブミリ波望遠鏡 ASTE や野辺山 45m 電波望遠鏡、またメキシコの大型ミリ波望遠鏡や ASIAA が主導するグリーンランド望遠鏡等と連携しつつ進めている。特にミリ波補償光学の創出とその実証、多色撮像カメラの開発・評価、オンチップ型超広帯域分光システムの提唱と世界に先駆けた天体信号による実証成功、遺伝的アルゴリズムによる構造最適化、統計数理科学を活かした新しいデータ解析手法の提唱等、我が国の若手研究者が主導する独創性の高い成果を挙げている。その一部は 2020 年 12 月に国際会議 SPIE にて発表した。推進グループは、特別推進研究 (2008-2012 年度) や基盤研究 (S) (2017-2021 年度, 2022-2027 年度) などを獲得し、また、緊密な共同研究を行う欧州側でも、欧州科学評議会 ERC の大型開発・研究予算を獲得している (2021-2023, 2022-2027 など)。超伝導エレクトロニクス分野の若手日本人研究者が欧州で活躍し、こうした予算を PI として獲得していることも特筆される。

1.1.7 設置サイト

LST の建設候補地は南米チリのアタカマ高地 (Chajnantor) である。アンデス山脈に沿って標高 5,000 m に達する平原が広がるこの地は、世界でもっとも乾燥した土地の一つでもあり、ここが世界第一級のサブミリ波地上観測

サイトであることは、運用 10 年目になったアルマでの実績はもちろん、ACT や PolarBear, Simons Array など地上 CMB 観測プロジェクトがここに集結することからもわかる。アルマと同じエリアに LST を建設することで、道路や電力供給などのインフラを活用できる可能性がある。そして何より、LST とアルマの科学的相乗効果を最大限追求することが可能となる。LST は、その格段に広い視野と波長帯域を活かした天体探索能力で、視野は狭いが驚異的な解像度で天体の 3 次元画像を描き出すアルマと相補的なディスカバリー・スペースを切り開くことはもちろん、アルマの弱点である微弱でかつ広がった放射成分に対する感度を劇的に向上させたり、LST を干渉計の一素子としてアルマに組み込みコンパクトな天体に対する感度を向上させるなど、多様な形態での ALMA 観測性能向上にも資すると期待される。アルマと連携した観測性能・相補性については、1.1.12 節で詳しく議論する。

1.1.8 所要経費

LST 計画は欧州が主導する AtLAST 計画と統合して国際共同での建設・運用になることが見込まれ、所要経費についてもその枠組みの確定とあわせて今後さらに検討を進める必要があるが、現時点において日本側での技術検討に基づく建設費総額は約 300 億円である。その内訳は、大口径高精度サブミリ波アンテナ約 150 億円、超伝導検出器ほか焦点面装置が約 130 億円、付帯設備約 20 億円である。また運営費としては年間約 15 億円を想定している。アルマ設置場所に本望遠鏡を設置することにより、既存のインフラ等を可能な限り活用して効果的に施設整備および運用を行うことが期待できる。運用期間としてはまず 10 年（学術的価値の評価を経て、さらに機能の追加や 10 年以上の運用延長を目指す）を想定するため、総経費は計画全体で 450 億円と見込まれる。今後、欧州 AtLAST 計画との協議により、総経費・日本分担割合ともに改めて検討する。

1.1.9 年次計画

2030 年代半ばまでに建設を開始し、初期科学運用開始を目指す。科学運用期間は少なくとも 10 年、目標としては 20 年以上とする。若手研究者が AIV・CSV 活動への積極に参加することを促し、また公開されたデータをもとにした解析講習会なども実施することで、人材育成に取り組む。

1.1.10 実施機関と実行体制

LST/AtLAST 統合計画の中で我が国の強みを活かした重要な貢献、特に、高精度アンテナ、焦点面装置、データ科学と連携したデータ解析手法の提供、などを行うため、その達成に適した体制構築を目指す。具体的な実施機関については、今後協議が進む国際協力の枠組み・形態に応じて、適切な体制設計を進める必要がある。主たる国内実施機関の候補としては、アルマにおける超伝導ヘテロダイン受信機や高精度アンテナの開発を担い、アルマの運

用を支えている国立天文台がまず挙げられる。当面は、国立天文台内において、新規の萌芽的プロジェクト候補としての提案を行い、こうした枠組みのもとで国立天文台において実施する可能性の検討や合意形成を進める。また、大学が一定の貢献を果たすことができる実施体制の実現も重要である。たとえば高精度アンテナ実現のための計測技術については、名古屋大学がミリ波補償光学を提唱し実証実験を進めており、AtLAST 計画側からも大きな期待を集めている。焦点面装置やデータ解析手法開発についても、コミュニティからの貢献を効果的に取り込む体制の可能性を検討する。

1.1.11 共同利用体制

LST が共同利用観測装置としての役割を果たしつつ、科学的な成果を最大化する計画の検討を進めている。観測提案の公募から始まり、その評価プロセスのマネジメント、採択されたプロジェクトのスケジューリングと観測の実行、取得データの品質保証、データ配布とアーカイブ化、さらには各段階でのユーザー支援体制を確立する。ユーザーに提供する科学観測の種類は、多様なサイエンスケースを実現すべく、観測装置の特色とその開発段階、評価・実証試験の結果に基づいて決定される。アルマとの相補性と高い相乗効果を活かすためのアルマへの組み込みモードも含まれる。LST を単一鏡として運用、ゼロベースラインデータを取得する Total Power モード、アルマのアレイに組み込み干渉計素子として利用する Array モード、大集光力を備えた VLBI 局として利用する VLBI モードが考えられる。科学観測のスケジューリングは、アルマ同様にサービス観測・キュー観測を基本とすることで、可降水量や風速、大気の安定性等気象条件の変化に即応し、その時々で最適な観測を実行する。データは観測所が品質保証を行った上でユーザーに提供する。

1.1.12 期待される性能概要

LST 計画でどのような掃天観測能力を連続波観測および分光撮像観測において実現するべきか、については、科学的要請に基づき具体化されることになるが、検討を進める上での参考として、どのような観測能力が期待し得るか、その概要をここに示す。

連続波観測では、100 GHz 帯から 360 GHz 帯までの大気の窓をカバーする多色撮像カメラの実現を柱として、650 GHz 帯など、さらに高い周波数帯での撮像能力を持つ可能性を検討している。偏波観測機能も重視されている。

分光撮像観測においては、低～中程度の分散度ながらアルマと比較して桁で広い帯域を分光しつつ撮像ができる 3 次元分光撮像装置（可視光における面分光装置）、またアルマでも活用されているヘテロダイン技術による高分散度での分光が可能な 3 次元分光撮像装置の搭載も期待されている。

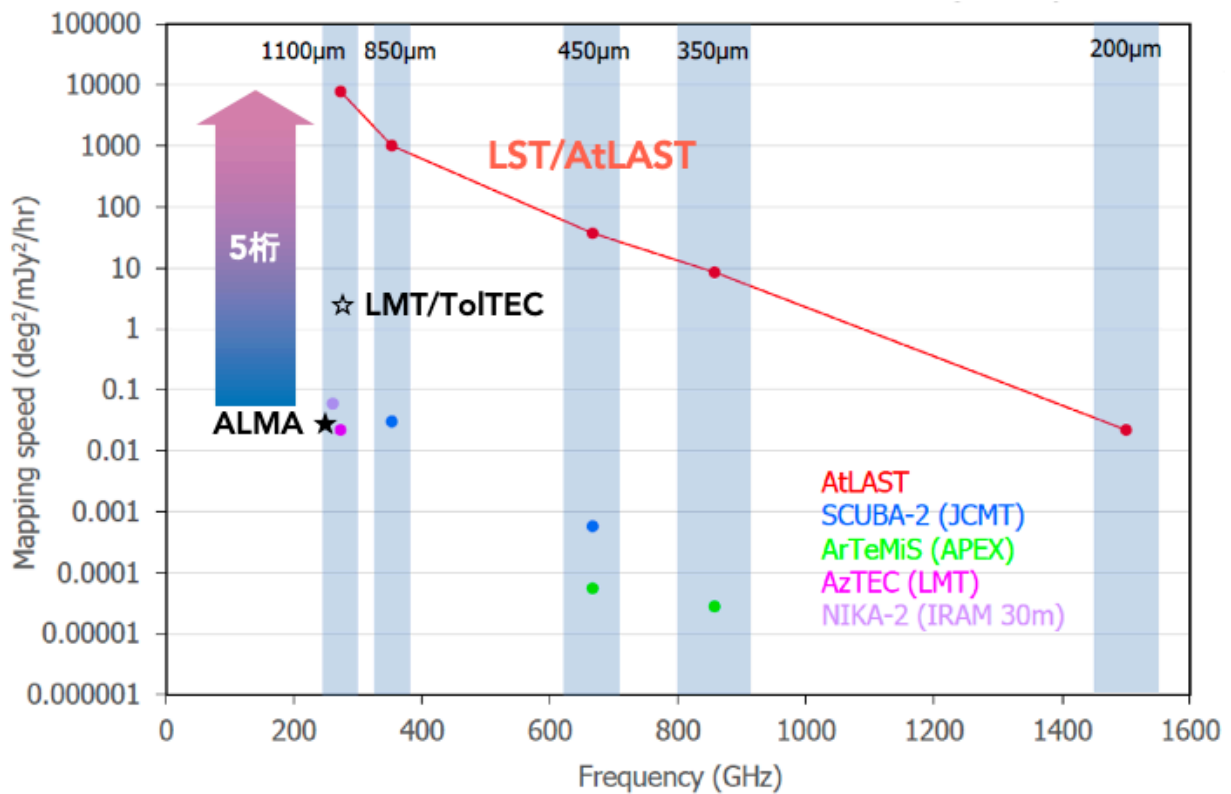


図 1.4: LST で期待される連続波観測でのマッピング・スピード. アルマと比較して, 飛躍的な掃天観測能力の実現が期待されることがわかる. ただし, ここでは視野 0.5 deg^2 (最大で 1 平方度超) を埋め尽くす焦点面検出器が実現され, かつ, optical throughput 30%, 検出器の yield 90%, 検出器や読み出し回路からの超過雑音がないという理想化された仮定での値を示している. どこまでのマッピング・スピードを目指すべきかについて, 科学的要請に基づき, 具体的な装置計画を策定していくことが求められる.

ALMA 及び Atacama Compact Array との相補性

LST は ALMA サイトでの建設を見込んでいる. このため, ALMA と連携した以下の観測が想定される.

1. ALMA で追求観測を実施する観測天体の供給
2. LST を ALMA の 1 素子として組み込む運用
3. 干渉計では取得できないゼロベースラインデータの取得
4. VLBI 局としての運用

LST の大きな特徴として, 広い天域を素早く走査できる点が挙げられる. これにより, 分角スケールの近傍銀河や銀河団のマッピング観測から, 度角スケールの銀河系内星形成領域や宇宙論的探査にいたるまで, 広域なマッピングを効果的に行えると期待されている (連携 1.). 連携 2.-4. に関しては, ALMA と同じ周波数範囲をカバーするヘテロダイン受信機が必須となる. 連携 2. では, LST の追加により ALMA の集光面積を 1.4 倍程度増加させ, 感度の大きな向上に寄与する. 連携 4. については後述のように ngEHT としての重要な VLBI 局となる可能性がある. 一

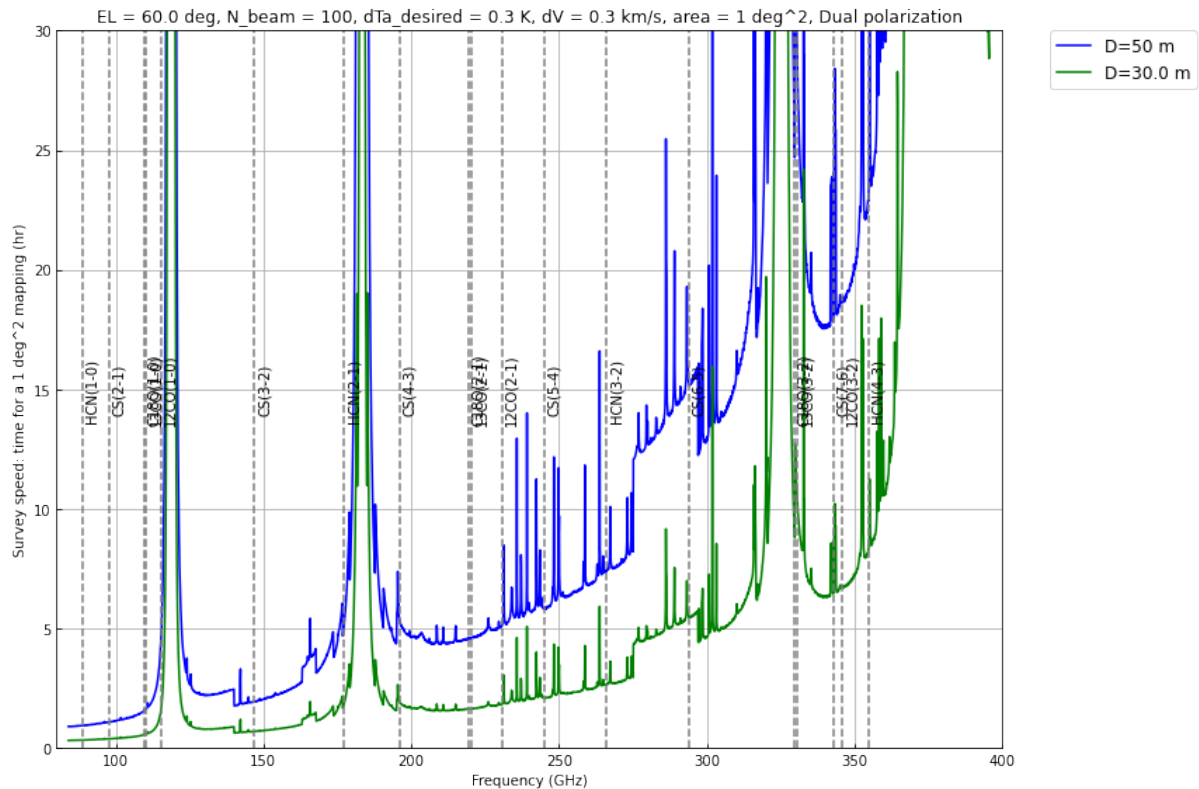


図 1.5: LST で期待されるスペクトル線の分光撮像観測でのマッピング・スピード. 具体的には, 1 平方度の領域を, 速度分解能 0.3 km s^{-1} , 感度 0.3 K (アンテナ温度スケール) でマッピングする際に必要な観測時間を観測周波数の関数として示している. ここでは 100 ビームのマルチビーム受信機を想定しているが, こちらも, 科学的要請に基づき, 具体的な装置計画を策定していくことが求められる.

方, 連携 3. のゼロベースラインデータの取得に関しては, ALMA の 7 m アレイと total power (TP) アレイによる観測 (Atacama Compact Array, ACA) が, LST と直接的に競合する観測モードとなる (図 1.6). 競合するモードについて観測シミュレーション (本章付録 A.2) を行った結果, サーベイスピードの観点では, ヘテロダイナレイ受信機として, 100 ビーム受信機により ACA と同等の性能を得られることがわかった (ただし, 周波数, 実現する鏡のサイズ, 天体の見かけの大きさなどに依存する). したがって, LST で 1000 ビームのヘテロダイナレイ受信機が実現できれば, 高分散分光マッピング型のサイエンスにおいて革新的な装置になり得る.

1.2 技術的挑戦の概要

第 1.1.12 節で述べた諸性能を実現するためには, 乗り越えるべき技術研究課題が数多ある. それらを大別すると,

1. サブミリ波/テラヘルツ波まで観測可能で, 50 m もの大口径望遠鏡をドーム無しでどのように実現し, 維持するか?
2. 1 平方度あるいはそれ以上の広い視野を活かす, 1 メガピクセルの超伝導検出器アレイをどのように実現する

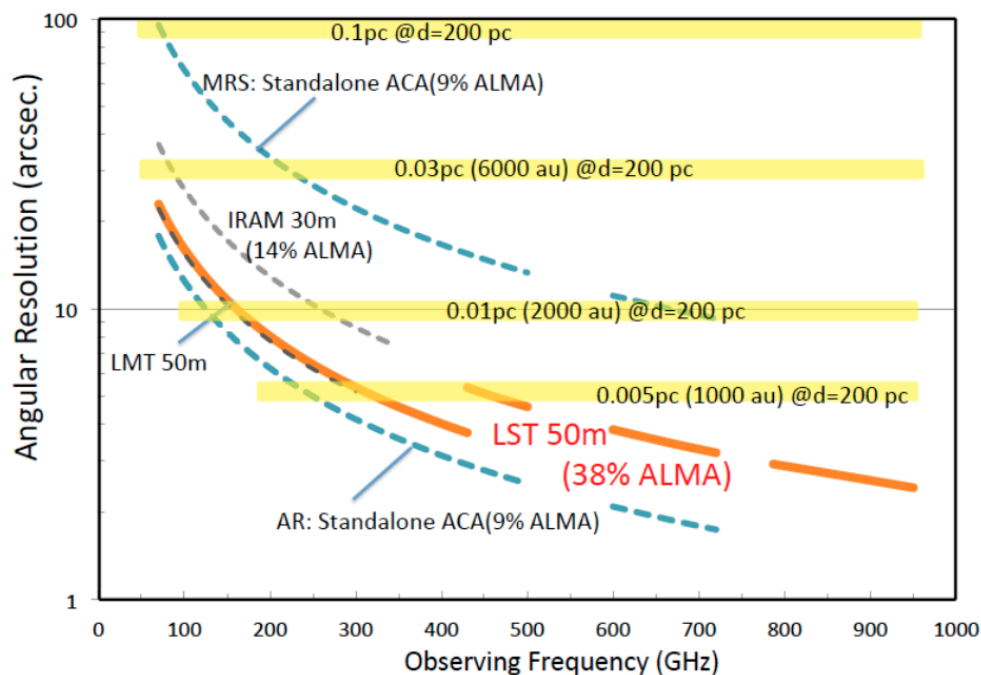


図 1.6: LST と ALMA の相補性, 特に広がった天体の観測における高感度な単一鏡観測の重要性 (Yamamoto, S., Sakai, N., Watanabe, Y., and Kawabe, R., 2018, "Astrochemistry with LST") [LST の旧ホームページ (HP) で公開していた, サイエンスケース検討文書のひとつ (HP 改修に伴い, 現在は一時的に非公開)].

のか?

3. 高精度な偏波観測をいかに実現するのか?

4. 膨大なデータを如何に効率的に処理し, データ科学・統計科学的手法を取り入れ天体からの情報を引き出すのか?

5. 将来の研究の進展を念頭におき, 再解析と検証が可能なかたちでどのようにデータを保存し, 後世へ継承するのか?

に集約される. これらの技術的挑戦は, LST 計画固有のものではなく, より広く捉えるべきものである (図 1.7). 既存の大型望遠鏡の機能拡充や建設におけるシナジー (図 1.7 右上) と言った目に見える連携だけでなく, 多次元での掃天 (第 1.1.1 節) を可能ならしめる卓越した装置性能 (図 1.4 および図 1.5) を現実のものにするためには, 天体信号の検出における超伝導ナノテクノロジーとの融合を進め, 超大型 THz 帯アンテナ技術を発展させつつ, データ科学との融合を図る必要がある. そのプロセスにおいて, 図 1.7 の矢印で示したように関連分野との相乗的な発展が自然に起こり, 相互に波及するであろう. さらに, 欧州の天文学研究計画ロードマップ (Astronet Roadmap 2023–2035¹) に指摘されているように, 近年の天文観測施設に計画立案段階から要請されるべき課題は, 持続可能性, データアクセス, 知識の伝達・教育である. この点で, LST/AtLAST は, 立案当初から再生可能エネルギーによる電力供給を

¹https://www.astronet-eu.org/?page_id=521

第 1. LST プロジェクトの全体像

計画している初の天文観測施設である (Klaassen et al., 2020). AtLAST 計画の一翼を担う Oslo 大学では, 再生可能エネルギーをベースとする望遠鏡電力システムを検討するとともに, 近隣自治体や住民への安定的な電力供給の実現性を探っている. これを実現するうえで重要なのが, 太陽光発電とその蓄電, 及び水素燃料電池を組み合わせたハイブリッド蓄電システムの研究開発である. また, 実測及びシミュレーションモデルに基づくエネルギー管理の検討も行い, さまざまな時間スケールでの蓄電を実現しながら性能を最大限引き出す運用を担保する. 図 1.7 の網掛け部分では, 以上のシナジーが現時点で予想される, 代表的な分野を箇条書きした. 以下の節では, これらの技術的課題における到達点と今後, 取り組むべき技術研究の方向性を述べる.

1.3 望遠鏡

1.3.1 運用条件と要求性能

運用条件

LST の性能を規定する前提として, LST の建設候補地である ALMA サイト (Chajnantor) の気象データに基づく運用条件を定める. Chajnantor における気象統計に基づけば, 雨季 (Altiplano winter) にあたる 2ヶ月間 (1月と2月) を除き, 風速が 10 m s^{-1} 以下, 外気温変化が $0.6 \text{ }^\circ\text{C/分}$ 以下, 可降水量 (preceipitable water vapor, PWV) が



図 1.7: LST 計画における技術的挑戦の概要と波及および相乗効果が期待される諸分野

1.4 mm 以下となる年間の割合が約 50%である。この条件を 300 GHz 以上のサブミリ波観測の基本運用条件とした (表 1.1, 第 0~2 運用条件)。ミリ波観測では, 風速 $\lesssim 20 \text{ m s}^{-1}$ の範囲に運用条件を拡大した (第 3 運用条件)。なお, 以下に述べる基本的な LST の要件は, サブミリ波帯の運用条件を想定したものである。

表 1.1: 運用条件

運用条件	第 0 運用条件	第 1 運用条件	第 2 運用条件	第 3 運用条件	退避条件
観測周波数 (GHz)	430–950	300–420	300–370	70–300	...
時刻	夜間	夜間	時間帯を問わず	時間帯を問わず	降雨・降雪時
外気温 T ($^{\circ}\text{C}$)	-25 to +5	-25 to +5	昼間: -5 to +20 夜間: +5 to +20
外気温変化 \dot{T} (K/10 min)	< 0.2	< 0.6	< 0.6
風速 v_{wind} (m s^{-1})	< 10	< 10	< 10	< 20	> 20
可降水量 PWV (mm)	< 0.66	< 1.4	< 1.4	< 5.2	...

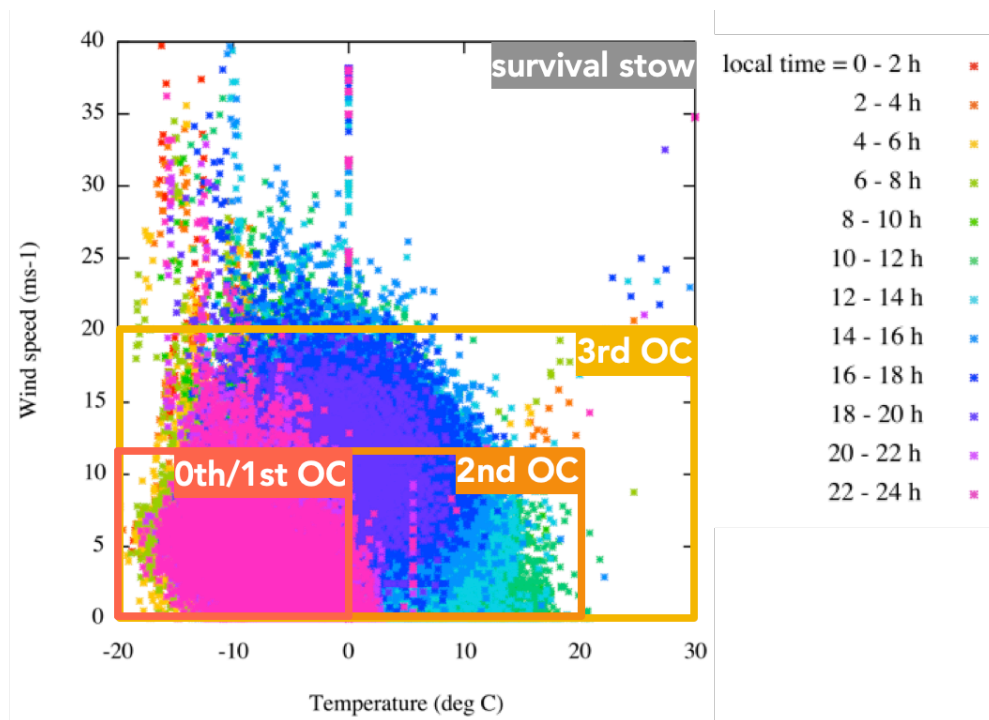


図 1.8: サイト環境と運用条件. 点は, Chajnantor サイトで計測された風速と気温であり, 時刻ごとに色分けしている. 風速と気温に対する運用条件を, 高い性能を維持できる条件から順番に第 0 運用条件 (0th OC), 第 1 運用条件 (1st OC), 第 2 運用条件 (2nd OC), 第 3 運用条件 (3rd OC) とする. この範囲外を退避条件 (survival stow) とする.

主鏡開口径と鏡面精度

大口径化は, 集光面積すなわち感度の獲得のみならず, 高い空間分解能を得つつ ALMA と相補的な空間周波数をサンプルする上で重要である. さらに, 背景天体 (多くは豊富なダストを持つ星形成銀河, dusty star-forming galaxies, DSFGs) からの信号の混入によるコンフュージョン雑音の低減にも寄与するため, 深宇宙探査において極

第 1. LST プロジェクトの全体像

めて重要である。開口径 50 m のサブミリ波望遠鏡が実現すれば、既存の 10 m 級サブミリ波望遠鏡 (ASTE 10 m, APEX 12 m) に比して、点光源に対する感度を約 20 倍向上、コンフュージョン雑音を約 1/10 に低下、ビームサイズを約 5 倍向上させることができる。

高い開口能率とビーム能率を得るために、鏡面精度 (r.m.s.) は観測波長の 1/16 以下であることが望ましい。ここで 420 GHz (714 μm) を全開口使用 (full illumination) 時の最高観測周波数とすれば、鏡面精度は 45 μm (r.m.s.) 以下が要求される。サブミリ波帯の運用条件でこの精度を達成するためには、能動鏡面制御 (active surface control) が不可欠である。ただし、後述のミリ波補償光学が実現すれば、全開口使用時の最高観測周波数を 900 GHz まで拡大できる可能性がある。なお、現在の LST の要件には、建設コストの観点から、エンクロージャないしレドームは含まれていない。

視野

広大な ($> 10^2\text{--}10^3 \text{ deg}^2$) の深宇宙探査や突発天体のための高頻度 (high cadence) の撮像探査を実現するためには、直径 0.5 deg^2 (最大 1 deg^2 超) の広い視野が必要である。この視野は、広視野撮像カメラ、分光撮像装置、大規模ヘテロダイン受信機アレイ (第 1.4 節) で共有される。したがって、受信機キャビンには、これらの装置及び常温光学系を格納できる十分なスペースが必要である。

観測周波数

観測周波数の要件は、70–950 GHz である。現在 ALMA は、80–950 GHz の科学観測を実現している。LST と ALMA との相乗効果を最大限に発揮するためには、LST の観測も同じ周波数帯で行う必要がある。ただし、690 GHz (450 μm) や 850 GHz (350 μm) といった特に短波長のサブミリ波帯の観測は、容易ではない。こうした短波長の観測に適した大気条件が実現する年間割合は、Chajnantor サイトでも限られているためである。さらに、短波長のサブミリ波帯の観測を全開口を使用して (full illumination) 行うことは、望遠鏡の設計や製造、特に鏡面精度やポインティング精度に技術的に実現が容易でない要請を与えうる。そこで、420 GHz 以上の周波数帯では、高い鏡面精度 (r.m.s. で 25 μm 以下) を達成しやすい主鏡開口面の中央約 30 m を使用し、より優れた運用条件 (第 0 運用条件, すなわち $\text{PWV} < 0.66 \text{ mm}^2$, 風速 $< 10 \text{ m s}^{-1}$) での観測を想定する。

指向精度

第 0–2 運用条件における指向精度の要件は、420 GHz (全開口, ビーム半値幅 $\approx 4 \text{ arcsec}$) と 690 GHz (30 m 開口, 同じく $\approx 4 \text{ arcsec}$) で $\leq 0.7 \text{ arcsec}$ である。これは、約 10% の利得の低下に相当する。指向精度の最終目標とし

²ALMA サイトにおける PWV の 2nd octile に相当

て、ビーム幅の約 10%, ≤ 0.4 arcsec を目指す。

1.3.2 コンセプト

Ritchey-Chrétien 光学系

LST の光学系は、直接検出器アレイ ($> 10^6$ 素子) による撮像カメラを用いた探査を可能にするため、広大な視野 (約 1°) が要請される。一方、LST の集光面積と空間分解能は、単一ビームの受信機や比較的小さい視野 (数 arcmin²) の分光撮像装置 (例えば、THz 受信機や 1000 素子のヘテロダイン受信機アレイ) にも強力である。こうした複数

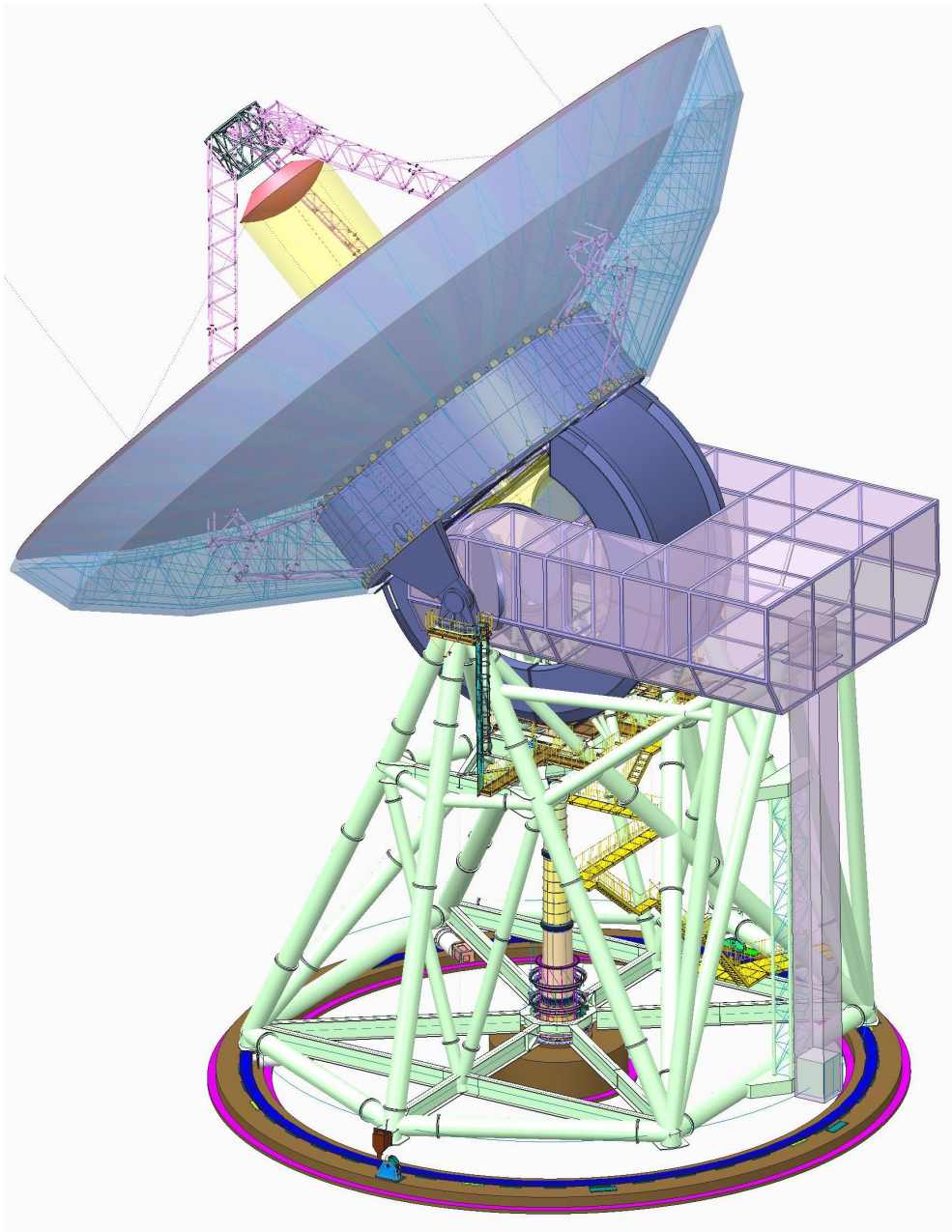


図 1.9: LST の想像図 (提供: 三菱電機株式会社)

第 1. LST プロジェクトの全体像

の観測装置を同時に運用するために、仰角 (elevation) 軸に沿った光軸を經由して主鏡背面の大きいスペースヘビームを伝送する Nasmyth 受信機キャビンを備える。この場合、直径 0.5 deg^2 (最大 1 deg^2 超) を達成する Nasmyth 光学系でコンパクトな伝送システムを実現するには、Cassegrain F 値として 6 が適当である。また、収差は光学系の位相结合効率を低下させるため、広い視野にわたり収差の抑えられる光学系が必要である。なお、Nasmyth 受信機キャビンにより多種多様な装置を設置できるメリットがある一方、光学系の複雑化や損失が問題になる可能性がある。科学的かつ技術的に精選した焦点面装置を Cassegrain 焦点付近に設置する可能性を残し、科学的要求から Nasmyth キャビンの利用を検討する。

LST 光学系として、以上の要件を満たす Ritchey-Chrétien (RC) 光学系を採用する。RC 光学系は、古典的なコマ収差によって制限されるものと異なり、非点収差によって制限される広い視野を持つ。図 1.13 は、 $F/6$ の RC 光学系を採用した LST 光学系の暫定設計案を示したものである (Kawabe et al., 2016)。光学系パラメータは表 1.2 に示す通りである。収差を改善し、Nasmyth 光学系における副鏡-焦点面距離を十分に確保するために、大型の副鏡が不可欠である。

図 1.14 は、第 3 鏡、第 4 鏡における高次収差の補正を行わない場合を仮定した光学系のストレール比を示したものである。LST 観測周波数のうち、最も低周波数のバンド (波長 2 mm , 3 mm 帯) では、望遠鏡の構造と常温光学系の鏡のサイズにより視野が決まり、その視野の直径は 1° である。 $850 \mu\text{m}$ 帯では、収差によって視野が決まり、その視野はストレール比 0.8 以上で 0.66° である。ただし、平面鏡の高次収差の補正を行うことにより、LST の主な観測周波数 ($70\text{--}420 \text{ GHz}$) で 1° の視野を達成できる可能性もある。

Cassegrain 焦点面の直径は、 5.1 m である。この焦点面は、単一の観測装置で敷き詰めるのではなく、視野を分割し複数の装置 (多色カメラの各周波数バンド) で同時観測する形で使用する。こうした分割光学系は CCAT-p/FYST に加え、Simons Observatory や CMB-S4 等の CMB 実験、筑波大学南極 10 m テラヘルツ望遠鏡等の広視野望遠鏡

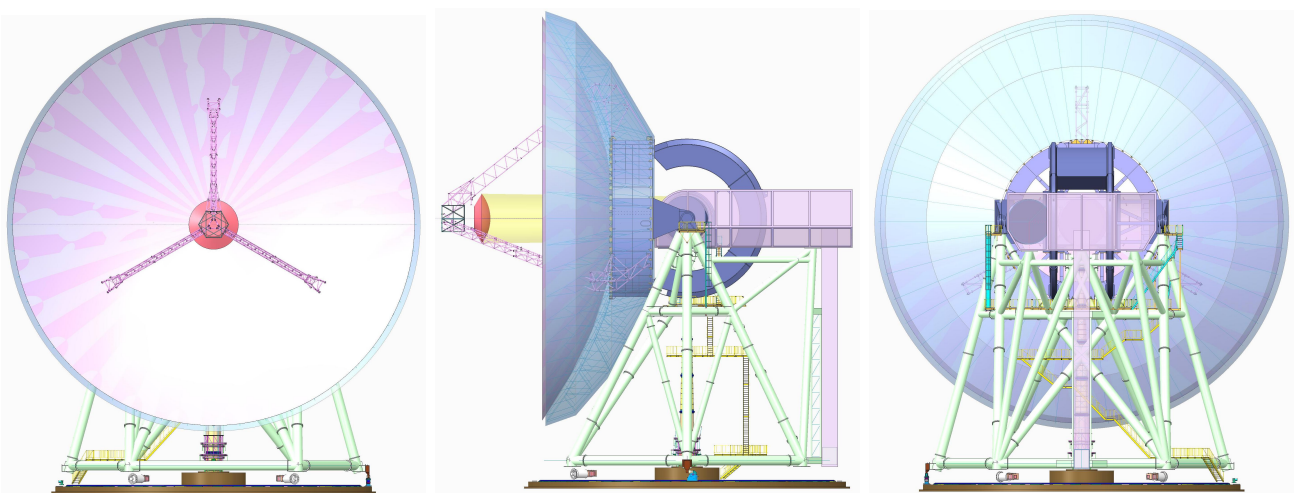


図 1.10: LST コンセプトの正面 (左), 側面 (中央), 及び背面 (右)。 (提供: 三菱電機株式会社)

表 1.2: 光学系パラメータ. Kawabe et al. (2016) より転載.

パラメータ	値
Cassegrain 系パラメータ	
主鏡直径	50,000 mm
副鏡直径	6,600 mm
主鏡 F 値	0.4
Cassegrain F 値	6.0
反射鏡	
主鏡曲率半径	40,000 mm
主鏡コーニック定数	-1.00131137
副鏡曲率半径	-5509.821 mm
副鏡コーニック定数	-1.31866832
主鏡-副鏡間距離	17,428.75 mm
主鏡-Cassegrain 焦点距離	21,140 mm
副鏡-Cassegrain 焦点距離	38,568.75 mm
実副鏡直径	7,046.152 mm
主鏡頂点穴直径	6,109.115 mm
焦点面	
直径	5,115.485 mm
曲率半径	-3,141.814 mm
コーニック定数	-0.307066

で採用されている. クライオスタットや誘電体を用いた光学素子の最大サイズは最大 1 m 程度であれば現実的に製作可能であり, また搭載時のハンドリングも難しくないと考えられる. したがって, 視野を 19 分割し, 直径 1 m (視野 12 arcmin) 程度の焦点面にしたうえで, 複数の観測装置に割り当てることが想定される³. 以下では, 受信システムの具体的な光学設計について, 装置設計と合わせて説明する.

能動補償光学

LST のキーテクノロジーは, 小型分割鏡による能動補償光学である. 重力や熱, 風による変形を正確かつ実時間で補正する. 高い鏡面精度を実現するためには, 調整可能な小型の鏡面パネルが必要である. また, パネルが大きいと高精度な加工ができないため, 加工性の観点からも小型のパネルが望ましい. サイズは最大で約 2-3 m とし, パネル調整とパネル変形補正のために 1 枚あたり 8 台のアクチュエータが必要である (図 1.12).

³焦点面を 19 程度に分割することにより, たとえば撮像を重点的に行う周波数の撮像用カメラに 7 装置を投資したり, より結像性能の条件が厳しい高周波バンドに焦点面の中心 1 分割を割り当てたりするなど, 柔軟な運用が可能になるとともに, 保守性も向上することが期待できる. なお, 視野分割を考慮せずに要請される視野を実現することは難しい. 例えば, カセグレン系の F 値を小さくすることで, 同一視野角に対応する焦点面直径は小さくなる一方, 非点収差や像面湾曲が悪化する. 科学要求や望遠鏡の構造成立性を考慮する必要があるが, 副鏡の直径を大きくすることで, 非点収差で制限される視野を広げたり, 第 3 鏡以降の光学設計への制約を緩和したりする余地がある.

1.3.3 これまでの取り組みと今後の技術開発

一般に、電波望遠鏡の大型化・高周波化をリミットする要因は、風や気温等の外的要因に伴う望遠鏡そのものの光学性能の低下にある。これは、上空(成層圏)大気の一様な熱分布によって波面のゆらぎが生じる光学赤外線地上観測とは対照的である。すなわち、上空大気による波面ゆらぎを補償対象とする光学赤外線領域の補償光学に対し、ミリ波サブミリ波では(水蒸気吸収線のごく近傍を除き)望遠鏡そのものの光学性能の低下が問題なのである。電波望遠鏡は、大型構造を前提として製作されてきたが、それを覆う巨大なエンクロージャーを建設するには、莫大なコストを要する。したがって、屋外に吹きさらしのアンテナを建設し、その鏡面を数十 μm の精度で担保することが課題である。この課題を克服するためには、重力変形や熱変形などの遅い変形をパッシブにコントロールする構造設計に加え、風や日射に伴う速い変形を計測しコントロールするための「補償光学」と呼ばれるアクティブな波面補償技術の獲得が必須である。LSTの実現にあたり、これらが最大の技術的課題である。

これらの技術的課題が克服されると、50 m 主鏡全体を用いた高周波観測が可能になる可能性がある。さらに、カセグレン焦点・ナスミス焦点の利用方法の明確化とそのため光学系の工夫により、本白書に述べる多様な科学的要求に応える装置計画が可能になるであろう。

以下では、LST 計画実現のための技術開発の到達点、および今後の技術開発の見通しを述べる。

ミリ波補償光学

こうした背景のもと、LST 計画ではミリ波補償光学 (millimetric adaptive optics, MAO) を提唱し、その開発を推進している (Tamura et al., 2020)。光学赤外線天文学から始まった補償光学技術は、望遠鏡の大型化・低コスト

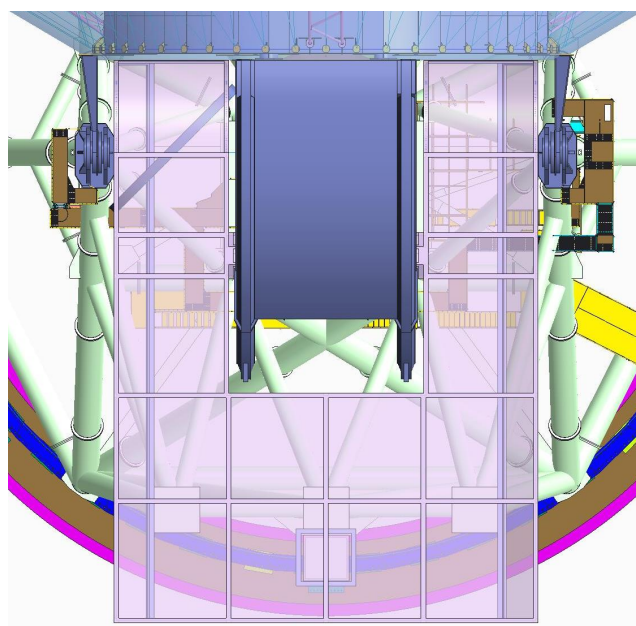


図 1.11: 受信機キャビン. 多くの焦点面装置を保持するための体積をもつ。(提供: 三菱電機株式会社)

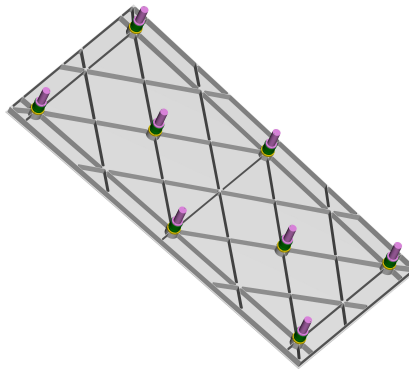


図 1.12: 高精度鏡面パネルの背面構造. 剛性と軽量化のためのリム構造が提案されている. 能動/補償光学のためのアクチュエータ (赤色) でパネルの 8 点を支持する. (提供: 三菱電機株式会社)

化の革新である. 今や補償光学は, 従来の大型の光学/赤外線望遠鏡に例外なく実装され, 将来の超大型光学/赤外線望遠鏡のインフラ的技術基盤となった. また, 天文学から生まれた補償光学は, フォトニクス (光工学) の一分野にまで昇華し, 現在では生命・医療分野等への応用も目覚ましい.

図 1.15 は, LST 計画が提案するミリ波補償光学のコンセプトである. ミリ波補償光学技術は, 波面計測と波面制御に大別される. 風・熱による鏡面や副鏡支持構造の変形のほとんどは低次の変形モードで表され, その典型的な空間スケールは口径の数分の 1 (数-10 m) 程度である. また, 変形の時間スケールは, 風負荷に対する主鏡構造の応答 (固有振動数) で決まり, 例えば野辺山 45 m 望遠鏡で約 1 Hz である (Hashimoto et al., 2020). この場合, 後者の波面制御技術は障害にならない. 光学/赤外線望遠鏡で実現している補償光学系制御の空間・時間スケールは, それぞれ数十 cm・kHz のオーダーだから, 電波望遠鏡では空間的・時間的により緩やかに変動する成分のみを補償の対象とすればよいだろう. これは能動主鏡面 (または副鏡面) 制御機構で補正できる.

したがって問題は, 波面をいかに実時間で計測するかに収斂される. しかしながら, Shack-Hartmann センサに代表されるような光学赤外線領域の波面センサと同様の原理をミリ波補償光学に転用することは難しい. なぜなら, 電波天文学では, 波面参照が可能なほどに明るい天体もなければ, CCD 等の廉価な撮像検出器に依拠する波面センシング技術の実現も困難だからである. 翻って, 電波天文学には位相検出による波面計測技術, すなわち電波干渉法 (radio interferometry) がある. これは, 2 地点に到来する波面の到達時刻の差を計測する技術である.

これを基礎として, 主鏡面上の任意の位置から焦点までの光路長を実時間計測する開口面干渉法 (aperture-plane interferometry) という方式を考案し, 約 20 GHz の雑音を参照光とする 5 素子波面センサを試作する実験開発を行っている. 図 1.16 は, 野辺山 45 m 望遠鏡を使って測定した波面センサ試作機の一素子が捉えた超過経路長誤差の時間変化を示す図である. 実際の運用では, 素子間の位相差をもとに超過経路長差を実時間計測する. 本試験では, 100 ms 積分の超過経路長差に付随する統計誤差が $8 \mu\text{m}$ (r.m.s.) を達成することを示した. これは, LST が目

第 1. LST プロジェクトの全体像

標とする鏡面誤差を計測するのに十分な精度であるのみならず、参照光源の光子雑音によって制限されることもわかった。一方、参照信号伝送系の光ファイバーの温度変化による光路の伸長により、数 min の時間スケールでの光路長計測の安定性が課題となる。ALMA2 や ngVLA の局部信号伝送のために開発が進む広帯域ラウンドトリップ位相補償技術 (Kiuchi, 2018) の導入等の検討が有用であろう。

この原理を踏まえれば、望遠鏡開口面にわたる波面計測と、それに基づく波面の実時間フィードバック制御が可能になる。今後は、波面センサの多素子化と位相安定化の試みに加えて、光赤外線望遠鏡の建設に携わる研究者とともに、大ストロークのアクチュエータによる分割鏡制御技術を開発し、ミリ波補償光学を実用化する計画である。

発見的最適化手法による主鏡支持構造の最適化

LST 計画が取り組むもうひとつの技術開発は、重力変形などの遅い変形を最小化する、軽量かつ高剛性の主鏡支持構造の配置 (トポロジー) 最適化である。視直径が大きい天体 (宇宙マイクロ波背景放射, 銀河団, 星間分子雲) や突発天体の観測に求められる高い駆動性能や、小さな熱容量と高い固有振動数を得るには、高剛性化のみならず軽量化も必須である。また、近年の産業界でも、軽量な建造物はカーボンニュートラルを実現する上での重要な動機づけにもなっている。さらに、望遠鏡の建設コストは重量にほぼ比例し ($\text{コスト} \propto \text{質量}^{2.6/3}$, Meinel, 1982), 50 m 級望遠鏡では典型的に百億円規模となる。すなわち、望遠鏡の軽量化もまた LST 実現に立ちはだかる差し迫った課題なのである。

一方、典型的に数万本に及ぶトラス材の結節点の位置や材の長さ・断面積 (剛性) の莫大な組み合わせの中から、解析的に最適解を得ることは困難である。これが、一般的な大型の高精度アンテナの設計が、橋梁の設計よりも挑戦的だと言われるゆえんである (Baars & Kärcher, 2018)。統計科学におけるこの種の問題は、いわゆる組合せ最適化

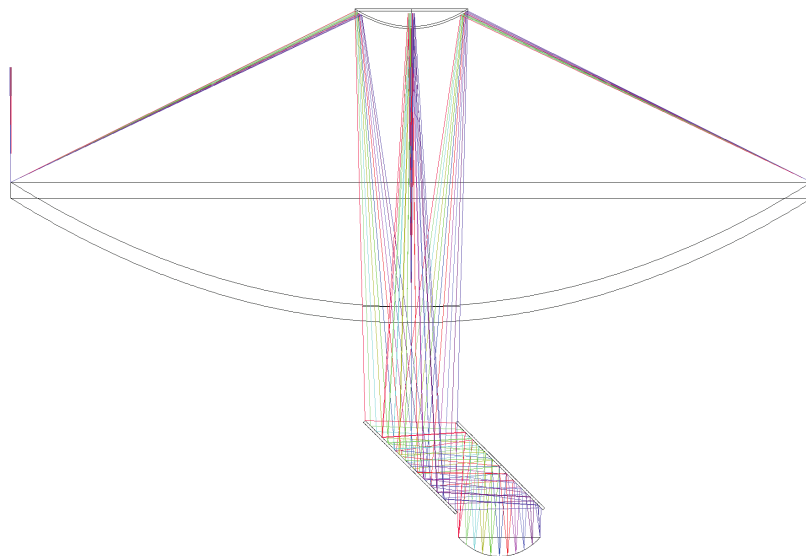


図 1.13: LST の Ritchey-Chrétien 光学系. Kawabe et al. (2016) より転載.

問題に分類される。この問題を効率的に解く発見的最適化手法として考案されたのが、遺伝的アルゴリズムや焼きなまし法に代表される発見的最適化手法である。近年では新幹線や航空機の空力設計に実用化されるほか、建築分野で構造の高剛性化と軽量化という相反する性質を最適化するためのトポロジー最適解の探索法としてさかんに研究されている。事実、この方法が国内最大の3.8 m 光学赤外線望遠鏡「せいめい」を実現に導き、従来の1/2以下という劇的な軽量化に成功した (Kurita et al., 2020)。建築と統計の融合がもたらしたトラス構造のトポロジー最適化は、大型アンテナを実現するツールになる。

そこで、LST 計画では、発見的最適化手法 (遺伝的アルゴリズム等) を用いた主鏡支持構造の変形量最小化、軽量化、高剛性化を可能にする設計解の探索を推進している。既存の設計手法では、有限要素法 (FEM) と試行錯誤的なトポロジーの改良に頼っていたが (Baars & Kärcher, 2018)、これは前述の通り現実的な解法とは言えない。また、製作上の利便性・経済性から、軸対称な構造が前提となっている場合がほとんどであるが、非軸対称な自重変形を考慮すれば、この制約は必ずしも合理的ではない。これに対し LST の概念設計では、近年の統計科学と隆盛と計算機性能の向上により可能となった最適解の探索法によって、試行錯誤では得られない最適解群の獲得を目指している。

図 1.17 は、遺伝的アルゴリズムによる 2 次元主鏡支持構造の多目的最適化を行った例である (今村他 2022, 日本天文学会秋季年会)。仰角 90° と 30° に対するホモログス変形を考慮し、理想曲線 (パラボラ) からの変位を最小化する構造の探索を行っている。構造最適化コードには、構造解析ツール OPENSEES⁴ と進化計算フレームワーク DEAP⁵ を組み合わせている。この例では、部材の配置、断面積が最適化されることにより、ホモログス変形を考慮した鏡面誤差の最大値がアクチュエータで十分補正可能な値となることがわかった。さらに、2 次元のシンプルなトラス構造とはいえ、自重のみであれば要求される精度を上回る鏡面精度 ($< 25 \mu\text{m}$) が達成されていることもわかる。また、自重変形を緩和するために、天側 (小さい仰角に対して上方) で厚みのある、非対称な構造解が選ばれている。今後は、これを 3 次元に拡張するとともに、固有振動数、熱や風圧など他の負荷に対する耐性等を評価軸としてより現実的な最適解の探索を計画している。ただし、現実的な構造を得るには、現在到達している “best-effort” とされる構造を初期解として採用するとともに、製作性の良い条件下で構造最適化を行うことが重要である。初期解としては、東海国立大学機構とイタリア宇宙物理学研究所 INAF カリアリ天文台との間での共同研究契約のもと、4 mm 帯で世界最大の口径をほこる 64 m Sardinia 電波望遠鏡の構造モデルを採用し、検討を進める予定である。また、製作性の観点では、建築分野との融合研究のもと、機械学習 (教師なし学習) で各ジョイント部の形状をクラスタリングしながら形状最適化を行う建築構造学的アプローチを取り入れる。

⁴<https://opensees.berkeley.edu>

⁵<https://github.com/deap>

光学系の今後の検討事項

既存のサブミリ波望遠鏡の直径に相当するサイズの第 3・第 4 鏡を持つナスミス光学系は、望遠鏡受信機室の大型化が必要であるが、既存望遠鏡での実現例がないため構造成立性やコスト面で課題がある。そこで、カセグレン焦点とナスミス焦点を独立に設けることで、よりコンパクトな受信機室を実現するアイデアもある。19 分割した視野の中心視野（直径 12 arcmin）のみをナスミス受信機室に導入する一方で、その他の視野を主鏡直下のカセグレン受信機室に割り当てることで、コンパクトな光学系を実現することが可能である。この考え方は、基幹装置である視野 1° の超広視野サブミリ波測光・偏波カメラと、10 arcmin 以下の視野でよい分光装置群（ヘテロダインカメラ、広帯域面分光装置、テラヘルツ受信機など）の同時運用を考えるうえで相性が良い。

LST においては、最先端技術を用いた持ち込み装置の運用も予想されるため、光学系の高い自由度が要求される。特に大型のナスミスキャビンは、観測装置の運用効率や拡張性を高める前置光学系を実現するうえでも重要である。たとえば、高周波帯 (420–1000 GHz) のサブミリ波カメラやテラヘルツ帯のヘテロダイン受信機では、鏡面精度の高い内側の開口直径 30 m を利用して観測することを想定しているが、大型の補償光学装置をナスミスキャビン内に設置することで、50 m 開口全体を利用した観測が可能かもしれない。さらに、野辺山 45 m 望遠鏡に搭載されたヘテロダイン受信機 HINOTORI (Okada et al., 2020) のように、周波数選択型光学フィルターを導入することで多バンドの同時観測が可能になり、超広帯域の分光観測も容易に実現される。さらにフーリエ分光器をサブミリ波カメラの前置光学系として設置することで、広視野の面分光観測も可能だと考えられる。

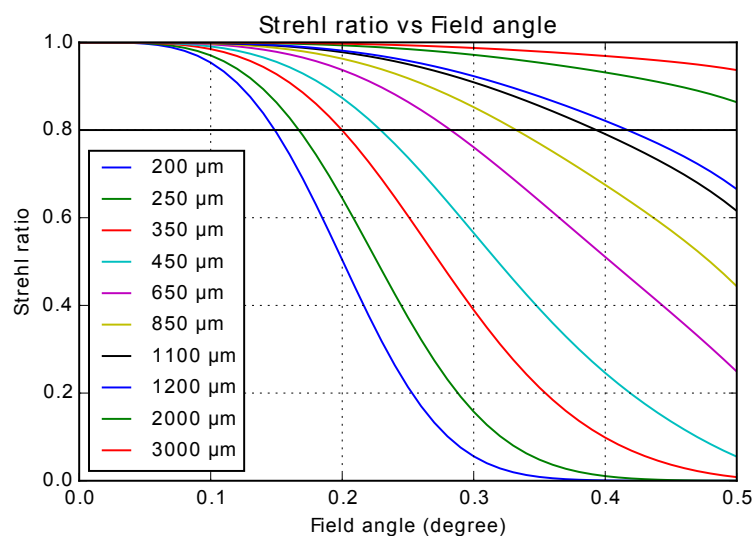


図 1.14: 観測バンドごとのストレール比と視野角の関係. Kawabe et al. (2016) より転載.

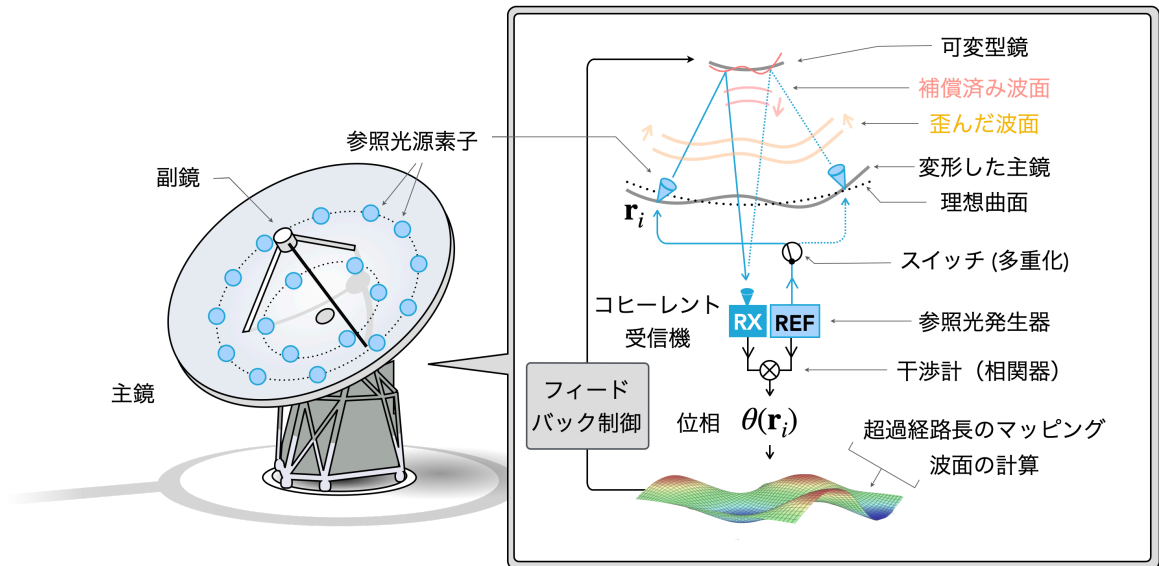


図 1.15: ミリ波補償光学のコンセプト.

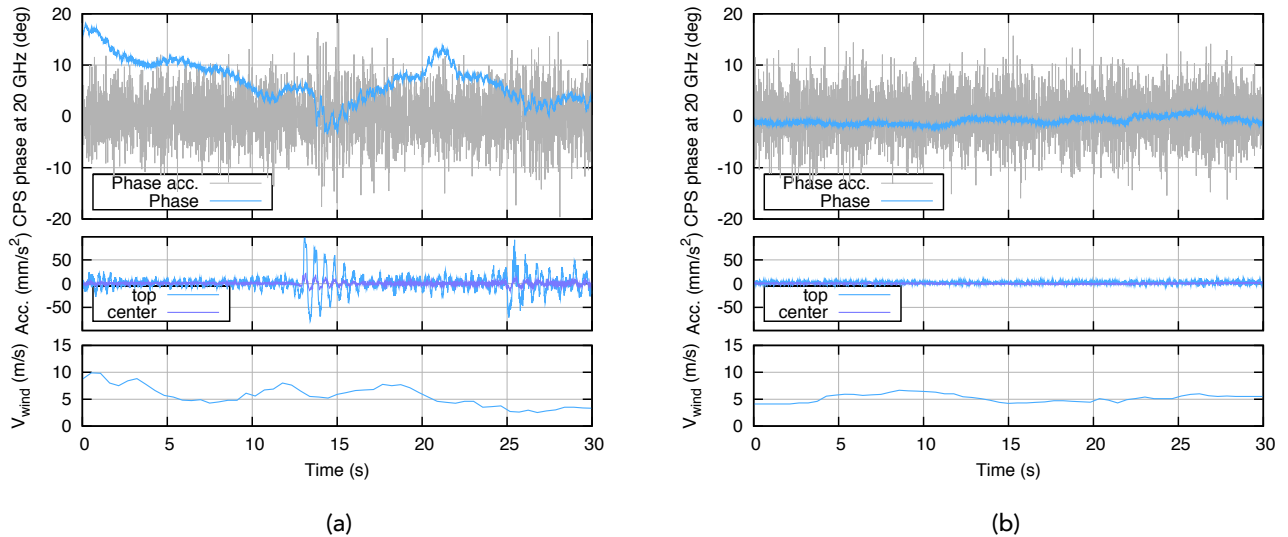


図 1.16: (a) 強風下 ($5\text{--}10\text{ m s}^{-1}$) および (b) 弱風時 ($\sim 5\text{ m s}^{-1}$) における野辺山 45 m 電波望遠鏡を用いた, ミリ波補償光学用 20 GHz 波面センサの試験結果. ここでは, 主鏡上方 ('top') に設置したセンサの出力を表示している. 上から下へ, それぞれ 20 GHz クロスパワースペクトル位相変化 (1° の位相変化が約 $40\ \mu\text{m}$ の超過経路長変化に相当), 加速度計出力, 風速である. 強風下で超過経路長の変化が大きく, 比較的高い振動数の振動のみを検出する加速度計出力と同様の振る舞いが見られる (13–16 s 及び 25–30 s 付近).

第 1. LST プロジェクトの全体像

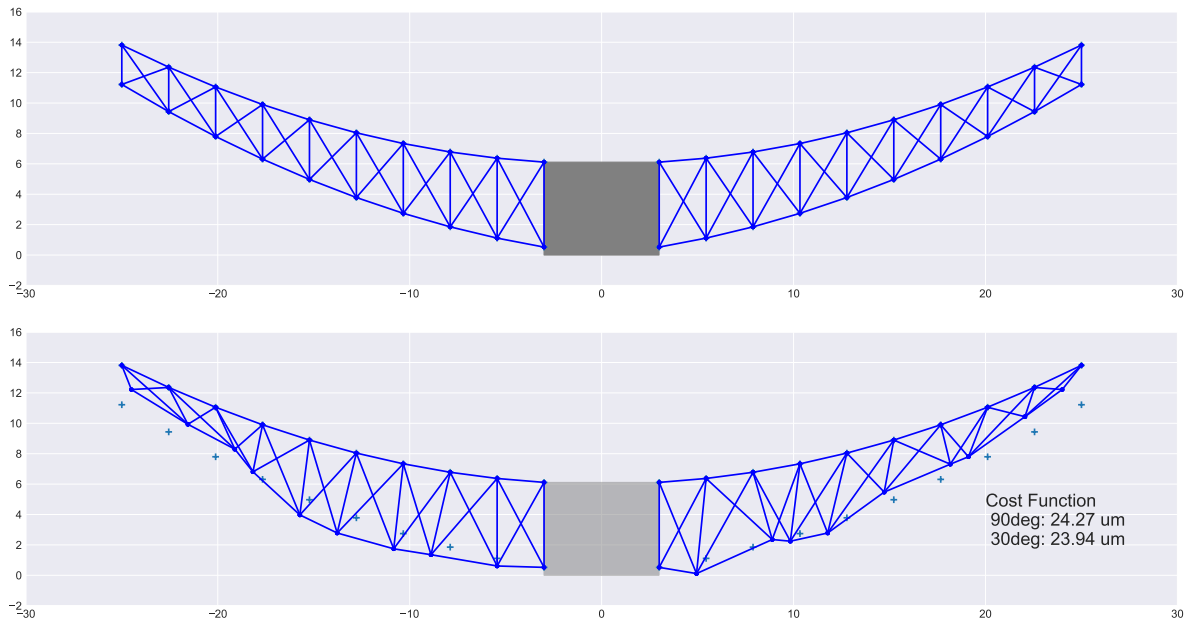


図 1.17: 遺伝的アルゴリズムによる 2 次元主鏡支持構造の多目的最適化の例 (各軸の数字の単位は m). (上) 進化前の初期解個体. 簡単のため, 鋼鉄のトラス構造とし, センターハブ (灰色四角) は剛構造であるものとする. 主鏡は仰角軸 (紙面に垂直) の周りに回転するものとし, 仰角 $< 90^\circ$ の時, 左手が地面に近い側に, 右手が天頂に近い方向になるものとしている. 支持構造下部のトラス節点の座標 (x_i, y_i) , 及びトラス材の断面積 σ_i ($i = 1, 2, \dots, 18$) を変数とした. 主鏡は焦点距離の変化を許容するホモログス変形をするものとし, 放物線からのトラス節点の差の最大値を持って評価した. (下) 最適化後の解個体のひとつ. 非対称な重力負荷を反映し, 非対称な構造が最適化されている. 主鏡面の誤差 (節点変位の最大値) は $30\text{--}90^\circ$ の間のすべての仰角で $25\ \mu\text{m}$ (最大値) を達成している.

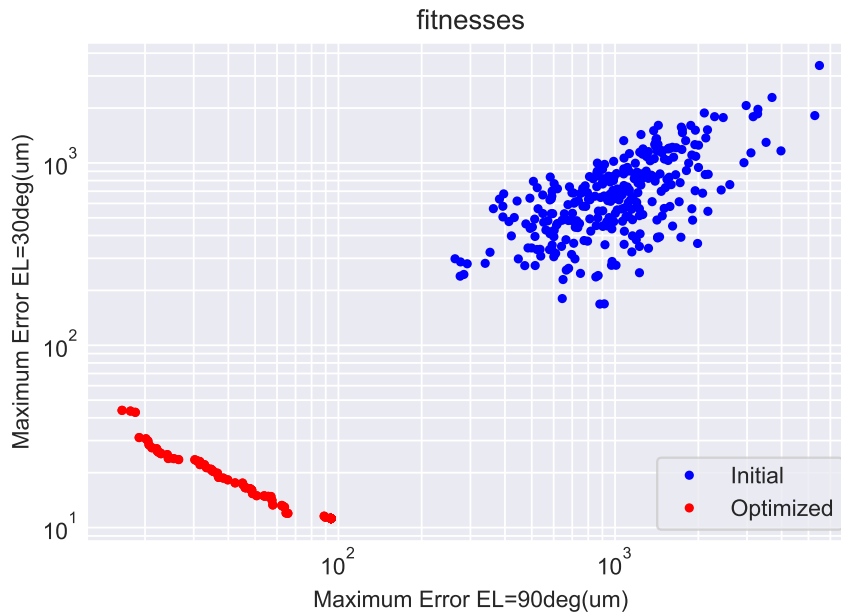


図 1.18: 遺伝的アルゴリズムによる 2 次元主鏡支持構造の多目的最適化の例. 縦軸, 横軸はそれぞれ仰角 30° と 90° の時のトラス節点の変位の最大値 (単位は μm). 初期解の個体群 (青点) を進化させた結果, $100\ \mu\text{m}$ を有意に下回る鏡面誤差を獲得した解個体群 (パレート解, 赤点) が得られている.

1.4 焦点面装置

1.4.1 装置構成

本白書 2 章以降に詳述するように, LST の性能に対する科学的要求は多岐にわたる. 焦点面装置の実現には, さまざまな困難があるため, 技術的な「チャレンジング度」に応じて観測装置を 2 世代に分け, それぞれ以下のように定義する.

- 第 1 期装置: 現時点で, ある程度技術的な成立性が見通しがある. 開発費を獲得できれば開発・製作を開始できるもので, 2030 年代前半の初期科学運用期 (p.47) における主力装置群.
- 第 2 期装置: 現時点ではまだ夢物語に近いが, 目指すべき方向として認識されているもの.

その上で, 現時点での多色連続波撮像/低中分散分光撮像装置 IFU, 超広帯域分光器, 高分散分光撮像装置の 3 種類の装置例とその諸元についてそれぞれ, 表 1.3 – 表 1.6, 表 1.7, 表 1.8 にまとめる. これら装置群に課される大きな制約は, 技術やコストの制限から, 総素子数 (=空間画素数 × 分光チャンネル数) である. 検出器の総素子数としては, 例えば広視野カメラで用いる直接検出器を例にとると, 図 1.19 に示すように, 経験則にもとづけば, 2030 年代ではいよいよ 100 万素子にまで到達することが期待されている. 一方で, 全体コストに占める検出器の割合の増大が大きな課題となってくる. 従って, 結局は, 全体コストから制限される総素子数を空間方向と分光方向にどのように分配するのかを科学的要求から仕様決定していくことになる.

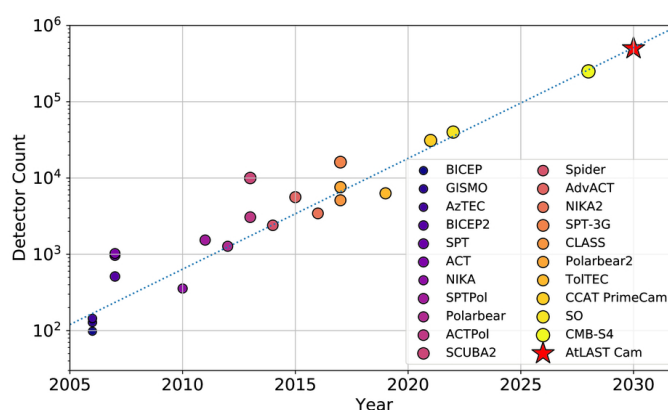


図 1.19: 直接検出器の素子数の推移. Klaassen et al. (2020) より転載.

さらに, これら装置群は, 直接検出器とヘテロダイン検出器の二つの検出技術が基盤となっているが, 候補装置を実現する上でのこれらの検出器技術の成熟度やチャレンジについて §1.4.2 以降で概観する.

多色連続波撮像／低～中分散分光撮像装置 IFU の候補例

比較的大きな視野を掃引する低～中分散分光撮像装置について、各種候補装置の仕様例を表 1.3 に挙げた上で、表 1.4 – 表 1.6 にそれぞれについてのより詳細な仕様例をまとめる。これらの仕様例を参考として、限られた総素子数 (=空間画素数 × 分光チャンネル数) を科学的要求から「視野・バンド数」にどのように割り振るかの最適化や、偏波観測機能への科学的要求 (視野, 較正精度要求, 他) をどのように満たしていくかの検討を行う必要がある。なお、これら装置群は直接検出器技術に根ざしたものである。

表 1.3: 多色連続波撮像／低中分散分光撮像装置 IFU の候補例とその諸元

	視野	周波数範囲	R	空間画素数 × 分光 チャンネル数 (総素子数)	世代
	arcmin	GHz			
14 色カメラ	~10	100 – 350 GHz	~10	~3 万	第 1 期
4-6 色広視野カメラ (multi-color broad band カメラ)	30	(100), 150, 220, 270, 350, (400), 650	a few	数 10 万 – 100 万	第 1-2 期
分光撮像カメラ ”ミリ波サブミリ波版 MUSE”	a few	70 – 350	数 100	数 10 万	第 2 期
NB-filter-like 3 バンド 分光撮像カメラ “KATANA ”	~10	200, 250, 350	~2000	~150 万	第 2 期

表 1.4: 14 色カメラ

Bands	Bandwidth	FoV ^a	No. of spatial pixels	R	No. of spectral bands	No. of detectors
	GHz	arcmin				
1set						
B1	100 – 175	3@150GHz	217	10	7	1,519
B2	200 – 355	2.9@270GHz	631	10	7	4,417
5set						
B1	100 – 175	6.8@150GHz	1085	10	7	7,595
B2	200 – 355	6.4@270GHz	3155	10	7	22,085

a: F/#=2, Sampling=2F/#λ, Hexagonal pack

超広帯域分光器の候補例

X-Shooter や FMOS に代表される可視・近赤外域の多天体分光装置のミリ波サブミリ波版とでも呼ぶべき超広帯域分光器の仕様例を表 1.7 にまとめる。これらの仕様例を参考として、限られた総素子数を科学的要求から「ビーム数・周波数範囲」にどのように割り振るかの最適化、特に、より高い周波帯 (例えば 650 GHz 帯) の広帯域分光を実装するかなどの検討が必要である。なお、これら装置群は、超高分散がヘテロダイン技術によって、低～中分散が直接検出器技術によって実現されるものである。

表 1.5: 4 – 6 色・広視野カメラ

Frequency Band GHz	Wavelength mm	Telescope diameter m	Beam size arcsec	Mapping ^a speed mJy	Sensitivity ^b (5- σ) deg ⁻² mJy ⁻² hr ⁻¹	Confusion ^c limit(5- σ) mJy	Time to map ^d 100 deg ² hr
150	2.0	50	10	2800	0.095	0.068	193
220	1.4	50	7	840	0.17	0.12	207
270	1.1	50	6	560	0.21	0.14	228
350	0.86	50	4	80	0.56	0.12	2,170
650	0.46	30	4	1	5	0.34	21,626

a: At this stage, the adopted mapping speeds can vary by a factor of 10 (i.e., $\times 10$ or $\times (1/10)$)

b: After 100 hr observations of 100 deg² map

d: Definition: 12 beams per source, model number counts by Béthermin et al. (2012)

d: Confusion limited map

表 1.6: NB-filter-like 3 バンド分光 撮像カメラ “KATANA”

Band	Frequency range GHz	No. of spatial pixels	R	No. of detectors	Line mapping speed arcmin ² mJy ⁻² hr ⁻¹
197GHz(1.5 mm)	190 – 204	1000	2000	280k	110
255GHz(1.2 mm)	246 – 265	1000	2000	296k	60
352GHz(0.85 mm)	339 – 365	3000	2000	888k	26

表 1.7: 超広帯域分光器の候補例とその諸元

	ビーム数	周波数範囲 GHz	R	世代
超高分散・超広帯域分光器 (ヘテロダイン技術) “FINER-like”	1 or 2	100 – 350 一度に数 10 GHz 幅	数万 – 数 10 万 up to $> 10^8$	第 1 期
低～中分散・超超広帯域分光器 (集積超伝導分光器 ISS 技術) “DESHIMA-like”	1 or a few	220 – 440 この範囲を一括取得	500 – 1000	第 1 期
多天体分光器	~10 – 数 10	220 – 440 この範囲を一括取得	500 – 1000	第 2 期

高分散分光撮像装置の候補例

本白書の「星間物質と星形成」や「宇宙化学」などの分野からの科学的要求を踏まえると、非常に高い分散 ($R > 数 10 万$) 性能の達成が必須である。現時点での高分散分光撮像装置の仕様例を表 1.8 にまとめる。これらの仕様例を参考として、限られた総素子数を科学的要求から「ビーム数・周波数範囲」にどのように割り振るかの最適化、例えば、狭い周波数範囲でもビーム数を増やすほうがよいのか？それとも、限定的なビーム数であっても広い周波数範囲を観測できる capability が重要なのか？などのトレードオフの検討が必要である。なお、これら高分散分光

装置群は、ヘテロダイン技術によって実現されるものである。

表 1.8: 高分散分光撮像装置の候補例とその諸元

	ビーム数	周波数範囲 GHz	R	世代
Band3-7 マルチビーム受信機	数 10 – 100	100 – 350	数 10 万	第 1 – 2 期
	$\lesssim 1000$	一度に数 10 GHz 幅	up to $> 10^8$	
Band8-9 マルチビーム受信機	数 10 – 100	400 – 670	数 10 万	2 期
		一度に数 10 GHz 幅	up to $> 10^8$	

1.4.2 運用形態と焦点面の最適化

第 1.3.3 節で示した光学系案では、観測装置が配置される焦点面としてはカセグレン、ナスミスの 2 種類が想定されている。ナスミス光学系の焦点にはアンテナの構造等に由来する光路径の制限があり、大きな視野を取ることができない。一方で、カセグレン焦点には、広視野光学系を配置することが可能であるが、望遠鏡の仰角と同期して装置が傾くという欠点がある。これらにより装置の配置や仰角の運用制限が決まる。ナスミス焦点で確保したい視野の大きさにも依存するが、広視野カメラをカセグレン焦点に配置し、カセグレン焦点の視野の一部をピックオフミラー等によってナスミス焦点に導入することが基本的な考え方となる。このように視野を分割することによって、広視野カメラと他の装置での同時観測を行うことが可能になる。しかしながら、同一視野の同時観測は不可能となるため、科学的要求を踏まえた最適化の検討を進める。

1.4.3 共通技術

LST では、各装置に大きな光学系および広い観測帯域が要求され、これはそのまま各装置の光学素子 (真空窓、レンズ、光学フィルター) の大型化や広帯域化が要求される。それに伴って、光学フィルター類の大型化や反射防止の技術に更なる進展が要求される。

赤外線フィルター

主に直接検出器のように 1 K 以下の極低温に冷却するためには、光路を通して極低温ステージに降り注ぐ熱輻射をカットする赤外線フィルターが必要である。特に、望遠鏡の口径と視野が巨大化する LST においては、大きな赤外線フィルターが要求されるようになる。しかし、これまで一般的に用いられてきたメタルメッシュフィルター (Ade et al., 2006; Tucker & Ade, 2006) では、大きなフィルターを作ることはまだ技術的な課題も残り、それ以上に高コストかつ入手性が良くない。この問題を解決するため、市販の安価な断熱材 (Styrofoam) を積層した RF-MLI

(Choi et al., 2013) が実現され、ミリ波帯はほぼ解決に至っている。さらに、最近になって、国内でも更なる調査が進められ(長沼ほか, 2022), 赤外線はカットするがサブミリ波帯まで通す発泡ポリエチレンが見つかっており、今後の装置で要求される 1 m 程度の大きな赤外線フィルターも実現可能であると考えられる。

反射防止技術

光路に配置される光学素子は基本は誘電体で構成されるため、空気や真空との屈折率の違いから界面で反射が起き、観測能率の低下につながる。そこで、この界面での反射を抑制する反射防止技術が必要になってくる。この反射防止技術は、光学素子に適切な屈折率の膜を貼ることや光学素子の表面にサブ波長の構造を作ることによって界面での屈折率のジャンプを緩和することで実現されるが、装置の広帯域化によってこれまで以上の多層化や微細化が要求されてきている。既に、Pisano et al. (2018) や長沼他 (2022) では、平板誘電体に多層膜を貼ることでそれぞれ 68–680 GHz (反射損失 4%以下) や 130–710 GHz (同 2%以下) の帯域を実現しており、LST の各装置で要求されるような比帯域をカバーすることに成功している。しかし、まだ大型化やレンズなどの曲面に反射防止を施すことが課題として残っている。

1.4.4 直接検出器

検出器

直接検出器としては、主に Transition-Edge Sensor (TES) bolometer と Microwave Kinetic Inductance Detector (MKID) の 2 種類がある。TES bolometer を用いた多くの装置が 2000 年代から実績を上げており (例えば, SPT, SCUBA-2, PolarBear, ACT), 将来の CMB-S4 などの大型計画でも採用されている。また、近年になって MKID を用いた観測装置での科学運用も始まっており、実績を上げて来ている (NIKA2)。従って、検出器そのものとしては共に成熟してきていると言え、開発の焦点は後述する多色化や低分散分光のために検出器チップ上に集積された超伝導フィルター回路に移っている。

光学結合方式

光学系と検出器との結合方式としては、ホーンアンテナとレンズレットの 2 者が考えられる。各ビーム (画素) 毎にホーンアンテナ又はレンズレットを配置し、それぞれに応じた平面のアンテナを構成し、検出器に導入することになる。

ホーンアンテナは、利点は誘電体を使わないため反射防止が不要であることだが、原理的に比帯域が 2 倍程度しか取れない。製作方法としては、特殊形状のドリルを用いて金属加工で一つ一つ穴を開けていくだけでなく、最近

第 1. LST プロジェクトの全体像

ではエッチングやレーザー加工などにより多数の穴を開けたシリコン基板やアルミ板を積層することで断面形状を制御するアレイ製作技術も確立されている (Britton et al., 2010). ミリ波帯では技術が成熟していると言えるが, LST の目指すサブミリ波帯においては一層の小型精細化が要求されるため, 引き続き開発が必要であったり, 製造コストも含めた最適な技術の選別が必要である.

レンズレットは, 広帯域化が可能 (例えば leaky lens) な反面, 反射防止技術によって帯域が制限される. 従って, 効率良く個々のレンズレットに反射技術防止を行う技術が必要である. ミリ波帯では画素毎に反射防止膜を貼り付けたアルミナ製レンズレットを接着剤で貼り付けることに成功している (Nadolski et al., 2020). シリコン基板から超精密加工機やレーザー加工機で削り出したレンズレットアレイの例もある (e.g., Nitta et al., 2013; Yates et al., 2017). さらに, このレンズレットアレイに反射防止用のエポキシ樹脂を塗布して硬化させた後に再度精密加工機で加工した例なども報告されている (Mitsui et al., 2015). また, 反射防止コーティングをスプレーで塗布する方法なども開発されている (Jeong et al., 2019). 今後は, より小型精細化が要求されるサブミリ波帯においても, レンズレットの加工や反射防止膜の貼り付けや塗布の技術を確実にする必要がある.

光学フィルター

直接検出器の測定バンド (色) の定義には, 長らく検出器の前段に置かれた光学フィルターが用いられてきた. この役割は, 最近では, 後述のマルチクロイック技術やフィルターバンク技術等の超伝導フィルター技術によって置き換えられつつある. しかし, 依然として検出器のターゲットとする周波数帯以外の輻射をカットすることで熱負荷や迷光を最小限に抑えるために用いられており, その必要性は変わらない. さらに, 超伝導フィルター技術だけでは広帯域化ができない場合に, 光学フィルター (ダイクロイックフィルター) と組み合わせたハイブリッド方式を取ることで観測帯域を広げることが可能な場合がある.

光学フィルターの最大の問題点としては, 大型化が難しいこと, 高コストであることが挙げられる. 前者は必要に応じて焦点面をより小型に分割することを要求するため, 装置全体の高コスト化につながる可能性がある. 後者については, 産業界で発展著しいフレキシブル基板技術を用いた簡便な製作方法 (Uno et al., 2020) によって低コスト化を図れる可能性が出て来たが, 今後のオンサイトでの実績が待たれる.

冷凍機

MKID や TES bolometer 等の極低温検出器をその動作温度 (0.1 K– 0.25 K) に冷却するために, 4K の機械式冷凍機と極低温冷凍機の組み合わせが用いられる.

極低温検出器の 4K までの冷却には振動の小さなパルスチューブ冷凍機が広く用いられているが, 重力方向からの傾き角によって冷却能力が落ちる問題点がある. 特に, サブミリ波カメラは望遠鏡と共に傾くカセグレン受信機

室に設置されるため、傾きに対応した冷凍機が必要である。既存の冷凍機でも望遠鏡の仰角を $> 20\text{--}30^\circ$ に制限することで大きな問題はないが、複数の冷凍機を組み合わせるなど、より傾きに強い冷却系の開発も検討項目の1つである (Tsan et al., 2021)。また、赤外線フィルターなどの強化によって熱負荷を下げることで冷凍機の冷却能力に余裕を持たせることも有効であるため、併せて検討する必要がある。なお、機械式冷凍機のコンプレッサーやヘリウム配管は、装置の消費電力や設置スペース等に大きな影響があるため、望遠鏡等からの制限によっても制約を受ける可能性があるため注意が必要である。

0.1 K まで冷却可能な極低温冷凍機は、現在、希釈冷凍機 (DR) と断熱消磁冷凍機 (ADR) が主流である。希釈冷凍機 (DR) は、冷却能力を大きく取れる反面、ヘリウムガスの配管や循環系が必要であったり、重力方向からの傾きに注意が必要である。(一部、冷却能力は小さいが重力方向に依存しないものもある。) 一方で、断熱消磁冷凍機 (ADR) は冷却能力は小さいものの、すざく衛星やひとみ衛星などの宇宙での動作実績もある通り、重力方向に依存しない。焦点面装置が設置される受信機室が望遠鏡の仰角と共に傾くかに応じて使い分けが必要である。また、検出器の側でも、極低温冷凍機への負荷を軽減するために、少しでも高い温度での動作を検討することが望ましい。

読み出し回路

MKID 検出器の発明を皮切りに、MKID と TES bolometer の両方において、1 本の同軸線で複数素子を GHz 帯で読み出す多重化読み出し技術が確立されつつある。MKID においては、1 対の同軸線による読み出しにおいて、4000 素子の同時読み出しがスペック上は実現されている (van Rantwijk et al., 2016)。同じく 4000 素子で TES と MKID 双方の読み出しに対応した SMuRF (Kernasovskiy et al., 2018) なども登場している。このように既に検出器種によらず技術的には大きなハードルはないと言える。しかし、現状ではまだ高コストであるため、産業界で広がりつつある FPGA と ADC/DAC を統合した RFSoc を用いたより低コストな読み出しの開発が進められている (Smith et al., 2022)。また、低温部 (4 K) で信号を増幅する GHz 帯のアンプ (LNA) については、成熟した技術でカタログ品を購入可能である。以上のように、読み出せる色数や画素数を決める最大の要因であるため、コスト的な観点から注視が必要である。

さらに、忘れてならないのは、冷凍機内の配線である。大量の同軸ケーブルや付随する減衰器などのコンポーネントによって装置内の配置の自由度が下がるため、装置の小型化やメンテナンス性の観点から注意が必要である。最近になって、商用のフレキシブルプリント基板技術を用いて GHz 帯用同軸線を多芯のフレキシブルケーブルで置き換えるようになってきた (Harris et al., 2012)。さらに、付随コンポーネントすらもケーブル上に実装したもの (丹羽他, 2022) なども登場しており、技術的な困難はないと考えられる。

同じ検出器種であれば分光装置や撮像装置を市販の GHz 帯のスイッチで切り替えて同じ読み出しシステムで読み出すことも可能である。これによって柔軟かつ効率的な装置構成や運用形態が可能になることが期待される。

1.4.5 広視野多色カメラ

PolarBear2 等の大きな焦点面を持つプロジェクトでは、これら検出器を一枚のシリコンウェハーのスケールに数百個から数千個並べた検出器アレイをモジュールとして、このモジュールを敷き詰めて並べることで 1 万画素以上を達成し、広視野を得ることに成功している。さらには、大量生産を目指して商用のファウンドリサービスによる製造委託の準備も着々と進められつつある (e.g. [Suzuki et al., 2022](#); [Kiuchi et al., 2020](#)). 今後の多画素化はこのようなモジュール方式を踏襲することで、大きな視野を埋めて行くことが期待される。

多色化に関しては、TES も MKID も検出器単体では周波数情報を得ることができないため、その前段に配置した光学フィルターによって色 (バンド) を定義する必要がある。従って、多色化するには、ダイクロイックフィルターを用いて光学的に複数の焦点面を作り、それぞれの焦点面に単色検出器を置く必要があり、装置が巨大化するという問題があった。この問題を解決する方法として、検出器チップ上に超伝導集積回路からなる周波数弁別フィルターを実装し、それぞれのフィルターで定義された色毎に個別の検出器で検出することで、多色で同時検出が可能なマルチクロイック技術が発明 ([Myers et al., 2005](#)) された。さらに、各フィルターとして狭帯域のバンドパスフィルターを採用し、これを多数連ねたフィルターバンクによる低分散分光も登場した ([Endo et al., 2019c](#)). これらの技術によって直接検出器においても周波数方向の情報を比較的自由度高く増やすことが可能になってきた。

既に、CMB の偏光観測では、ミリ波帯のマルチクロイック技術を用いた大型アレイ検出器による 2 色同時観測が進んでいる。

1.4.6 超広帯域面分光器

面分光の実現方法としては主に二つあり、技術の選択としては、結局は、有限な読み出しチャンネル数を面方向か分光方向に計算感度を持っていくかという選択に相当する。

一つ目は、Herschel SPIRE で実績を上げた広視野カメラと広視野フーリエ分光器 (FTS) を組み合わせた FTS カメラ方式である。この方式は単色検出器と FTS という比較的枯れた技術を組み合わせることで実現可能である上に、同時に大きな視野を観測できるという利点がある。しかし、FTS の鏡の駆動に必要な時間が経たないと分光できないことや、広い分光帯域に渡る全光子が一つの検出器に集中することで光子ノイズが増大することから、撮像素素当たりの感度が低い。また、地上からの観測では、大気の変動のタイムスケール (~ 1 Hz) よりも高速に鏡を駆動する必要性から駆動距離を短く抑えることになり分解力への制限につながる。視野の広さとの兼ね合いではあるが、例えば KISS ([Fasano et al., 2020](#)) や CONCERTO ([Concerto Collaboration et al., 2020](#); [Monfardini et al., 2021](#); [Catalano et al., 2022](#)) の分光計ミラーは、2.5 Hz 駆動で分解力 $R \sim 300$ を実現している。一方で、視野が広く取れることは、視野面内で大きく広がった大気放射を相関成分として除去できるため、近傍銀河や銀河団のような大きく広がった天体の観測に強みを発揮することが期待される。さらに、運用の自由度を高められるポテンシャルも持

つ. 例えば, 広視野多色カメラの一部にアドオン装置として FTS と補正光学系を取り付けることで, 観測モードを増やすことも可能になる. この場合, 光子が多色カメラの各周波数帯の検出器に分散されるため, その分だけ単色検出器を用いたときと比べて感度も向上する.

もう一つの方法は, 最近になって DESHIMA で実証された検出器チップ上に実装された超伝導フィルターバンク方式 (ISS, Endo et al., 2019c) である. 分光方向に超伝導検出器を並べるため, 空間画素数が少なくなる (広視野化が難しい) もの, 瞬時に分光できる強みがある. DESHIMA は ASTE 望遠鏡で 2019 年に試験観測が行われ, VV 114 の赤方偏移した CO($J=3-2$) 輝線など, 世界初となる超伝導フィルターバンク型分光計による天体観測に成功した (DESHIMA, Endo et al., 2019a). DESHIMA は 2023 年度以降に本格的な天文観測が ASTE 望遠鏡で開始される見通しであり, 初期宇宙の爆発的星形成銀河に対する赤方偏移決定や, 運動学的スニヤエフ-ゼルドビッチ効果の検出などで成果が期待される (Taniguchi et al., 2022; Rybak et al., 2022). また, 検出器チップの性能改善も進んでおり, マイクロストリップ線路を用いたフィルター設計によって, 高赤方偏移銀河の CO/[CII] 輝線の検出に必要な分解力 $R \sim 1000$ を実現する検出器チップの開発も進んでいる (Pascual Laguna et al., 2021a) が, 今後は特に輝線観測に重要な, 周波数でのナイキストサンプリングを実現する高密度かつ高品質なバンドパス特性を持つフィルターバンクの製作技術開発がカギである. 超伝導フィルターバンク技術を使った広帯域・低分散分光計は, メキシコ LMT 50 m 望遠鏡での運用を目指す SuperSpec (e.g., Karkare et al., 2020) も開発が進んでおり, 今後は DESHIMA とともに科学観測での成果創出が期待される.

1.4.7 偏波計

一般的には, CMB 観測で多くの実績があるように, 広視野カメラの光路に, 半波長板を追加することで実現される.

広視野カメラの検出器で採用されている平面のシニユアスアンテナや偏波分離器 (OMT) によって両直交偏波を受信可能である. しかし, 低周波雑音・系統誤差を除去するためには, 偏光角を変調する半波長板 (HWP) を 1 Hz 程度で回転させる必要がある. 加えて, 半波長板の回転ブレや温度変動を抑えることでより高精度化を目指すには真空下や低温環境化で動作させることが望ましい.

現状では, まず半波長板の大型化および広帯域化が課題である. さらに, 大型化する半波長板を検出器ステージの揺動を抑えつつ低温環境下で回転させる技術の発展も必要になる. 直線偏波撮像は, 天文観測よりも宇宙論実験での到達精度が高いので, 宇宙論実験からの開発と較正の知見を積極的に導入する必要がある. 前景放射である銀河系内物質からの放射の除去および除去された成分の解析において, 近年, 星間物理学と宇宙論実験の交流が盛んになりつつある (第 5 章 p.203 参照). 従って, 広視野多色カメラの全帯域に対応した半波長板を実現できるまでは, 本白書「星間物質と星形成」で論じられている科学的要求をもとにカメラの一部の視野にのみ偏波計を搭載するな

ど, 実現性の高いものから段階的に強化する.

1.4.8 キャリブレーション

搭載装置の精度を決めるのは, 最終的にはキャリブレーション精度である. ここでは装置単体での較正について述べるが, 望遠鏡や光学系を含めた較正については, 科学運用プラン (第 §1.6 節) も参照されたい.

装置単体の線型性や強度の較正は, 天体 (と前景の大気) 観測時と同等のレンジの強度 (温度) の黒体をかざすことで行われる. しかし, 観測条件によって大気温度が数十 K の低温から 300 K に渡るため, 高い較正精度の実現には広い温度域に渡る複数の温度の黒体を用いた較正 (多温度較正) が必要である. *Planck*, *Herschel*, *KISS* などでは, 冷媒や冷凍機によって冷却された黒体を検出器に見せることでこれを実現している. しかし, 大型の装置には大型の冷却黒体が必要となり, それだけ装置の大型化や高コストにつながる. 一方で, 冷凍機を必要としない室温のグレーボディーを用いた安価な多温度較正装置も考案・実証されている ([Takekoshi et al., 2018](#); [Oshima et al., 2018](#)). ただし, グレーボディー自体の 1 次較正が必要になる. そこで, 冷却黒体を 1 次キャリブレータとして用い, 装置毎・日々のキャリブレーションに用いるグレーボディー (2 次キャリブレータ) を較正するというハイブリッド方式を採用することでコストを抑える等の検討が必要であろう. そもそも星間分子の存在比を輝線強度比から精密定量したり, 連続波放射の放射機構を特定するためにスペクトル指数を精度良く決めるには, 高い精度の信号強度較正が必要である. さらに星間塵の化学組成に観測的制限をつけるなどの研究では, 偏波率スペクトル指数の超精密定量も必要となる. これらの科学的要求を踏まえると, 二温度較正法の導入は必須である.

また, 低分散分光計である DESHIMA においては, MKID のダイナミックレンジの広さを利用した大気からの熱放射を用いたキャリブレーション方法が, 提案・実証されている ([Takekoshi et al., 2020](#)). 大気放射モデルを仮定したうえで, 観測装置による大気 Opacity 測定と可降水量の測定データから, 検出器応答特性を確立する手法であるが, 今後は大量の大気測定データを取得することで, 系統誤差を詳細に検討する必要がある.

1.4.9 ヘテロダイン受信機：超高分散分光器

ヘテロダイン受信機は主に, 入力光学系, ミキサ, 中間周波数アンプ, 局部発振器系, 分光計から成り立っている. アンテナからの観測信号は入力光学系を経て, 冷却された超伝導ミキサ (SIS) に入力される. 非線形素子である SIS ミキサで観測信号に局部発振器信号が加えられるとマイクロ波帯の信号に下方周波数変換 (ダウンコンバージョン) されるため, マイクロ波帯の中間周波数アンプにより増幅した後に分光計で分光される. これまでに ALMA 望遠鏡の受信機開発で多くの技術が蓄積され, また新たに開発が進められている. LST 計画では, これらの技術を基盤として, より広い帯域を同時にカバーすることや, 多画素化 (マルチビーム化) が求められている. 以下にこれらの技術について概観する. 各技術のより詳細な情報は ALMA2 Project の白書も参考にされたい.

広帯域化

ヘテロダイン受信機の広帯域化には、主に非線形素子、中間周波数アンプ、分光計の広帯域化が必須となってくる。観測帯域を複数に分割することで各コンポーネントの広帯域化の条件を緩和することが可能である。まず、導波管を用いたマルチプレクサによって観測帯域を複数に分割し、それぞれを別々の SIS ミキサに入力することで観測帯域を広げることができる。さらに、分割された個々の帯域内でも、高臨界電流密度超伝導 SIS ミキサと市販の中間周波数帯アンプを一体化することで中間周波数帯で 3–18 GHz の帯域を実現している (Kojima et al., 2017)。これらの技術によって、ALMA 望遠鏡のバンド 7 と 8 の 2 バンドにまたがる 275–500 GHz の帯域を単一の受信機でカバーすることに成功している (Kojima et al., 2018a)。また、導波管技術に加えて、直接検出器同様に光学フィルター (ダイクロイックフィルター) や検出器上の平面回路フィルターをも併せて用いることで、より広い帯域を実現することも可能になることが期待される。さらには、マルチビーム受信機に用いられる多くの分光計を活用し、GHz 帯のスイッチで切り替えて接続して各広帯域 SIS の帯域をカバーすることで、LST のほぼ全観測帯域に渡ってワンショットで分光することも原理的には可能であり、検討に値する。

広帯域化された SIS ミキサやアンプの出力を一度に分光できる分光計の開発も進められている。例えば、120–360 GHz をカバーする LMT-FINER 計画 (田村他) 用に開発されている、中間周波数帯で 20 GHz の帯域を持つ広帯域デジタル分光計が完成すれば、個々の広帯域 SIS ミキサを分光計一つで読み出すことができるようになる。また、直接検出器の読み出し系と同様に、産業界で急速に発展する RFSoc ボードを用いた低コストかつ広帯域な分光計を開発している例もあり、分光計の選択肢の一つと考えられる。

マルチビーム化

アレイの規模が 100 画素と 1000 画素とではテクノロジーに大きなジャンプがあるので注意が必要である。100 画素規模であれば、単一ビームのモジュールを並べた 350GHz 帯で 64 画素を持つ SuperCam (Groppi et al., 2008) の延長線上で考えることが可能である。

一方で、1000 画素規模になると、単一ビームのモジュールを並べるだけでは、小型化が難しいだけでなく、冷却能力や組み立て・保守の観点からも困難になる。将来の 1000 画素を目指したプロトタイプとして、Kilopixel Array Pathfinder Project (KAPPa, Wheeler et al., 2014) によって、小型化された 16 画素モジュールの開発が行われている。さらには、直接検出器で実績のある平面集積回路型を応用した超伝導マルチビーム受信機の開発が進められている (Shan et al., 2020)。既に、シリコン基板上に SIS ミキサ超伝導回路、平面基板上直交偏波分離器 (OMT) を集積し、これらに局部発振信号を分配する導波管回路を組み合わせることで、2 mm 帯 (125–164 GHz) におけるマルチビーム化の実証が行われている。

冷却系への負荷を減らすための試みとしては、SIS ミキサを用いた低消費電力アンプの開発が進められている。

SIS ミキサによる上方周波数変換 (アップコンバージョン) と下方周波数変換 (ダウンコンバージョン) のそれぞれで利得が得られることから, アンプとして働くことが原理実証された (Kojima et al., 2018b). 技術的には未だ多くのクリアすべき点があるが, 今後の実用化やチップ化が待たれる.

冷凍機

光学窓からの輻射熱, 冷却アンプの発熱, 配線からの熱流入を賄って約 4K で安定した冷却環境が必要になる. 64 画素の SuperCam では, 冷却能力 1.5 W の 4K GM 機械式冷凍機に加えて, 大量の同軸ケーブルによる熱流入抑制のために 12K ステージおよび 40K ステージを冷却するために機械式冷凍機を追加している. 従って, 100 画素規模までは現在の冷凍機技術で冷却能力およびサイズの観点から実現可能である.

一方で, 1000 画素規模ともなると, SuperCam からの単純スケールで約 30 台もの冷凍機が必要である. すると, 観測装置本体のサイズの巨大化はもちろん, 大量のヘリウム配管を通すスペース, 冷凍機のコンプレッサー (最大消費電力 8kW 級) を設置するための大きくかつ排熱能力の高い部屋が要求されるが, これらは非現実的である.

従って, 直接検出器と同様の熱負荷対策はもちろん, 冷却アンプの低消費電力化や冷却能力の増えるより高い温度での低ノイズ動作の実現などが不可欠である.

ミキサー

ヘテロダイン検出は, ミキサーとアンプの組み合わせによって実現されるが, 周波数帯に応じて組み合わせが変わってくる. サブミリ波帯では, 超伝導ミキサ (SIS) で検波した後のマイクロ波を中間周波数帯 (HEMT) アンプで増幅している. 一方で, ミリ波帯では, HEMT アンプの高周波化が進み, 天体信号を直接 HEMT アンプで増幅した後に半導体ミキサーで検波することができるようになってきている. 従って, 広帯域化やマルチビーム化への適性の観点からこれら 2 者の技術を選択して用いる必要がある.

また, ヘテロダイン検出で用いる局部周波数の上下両側の周波数帯 (USB, LSB) を分離区別して検出するにはミキサーを 2 つ用いるサイドバンド分離方式 (2SB 方式) が用いられる. その際に, 一方のサイドバンドから他方に混入する信号を除去する性能 (イメージ・リジェクション比) を上げるには, 2 つのミキサーを含むアナログ部の特性のアンバランスを抑える必要があるため, 製造の均一性が要求される. 最近になってアナログ部の変更を伴わずにデジタル的にアンバランスを補償することでイメージ・リジェクション比を向上させる技術が実証されており, より高いイメージ・リジェクション比の実現, または製造への要求の緩和が期待される (Rodriguez, R. et al., 2018).

分光計

広帯域化の項でも述べたように、観測帯域は SIS ミキサや中間周波数アンプの性能にも依存する。これらの広帯域化が進みつつある現状では、ヘテロダイン受信機の分光性能は、実質的には分光計の能力で決まる。分光計に対する要求性能を見積もるため、図 1.20 に第 2 章以降のサイエンスケースで挙げられたヘテロダイン受信機による観測計画の一覧と求められる帯域幅・速度分解能をまとめた。科学的要求から技術的要求への更なる精緻化は必要ではあるが、(1) 周波数方向に無バイアスなラインサーベイを実現する 30 GHz 程度の広帯域、(2) 主だった輝線の同時観測を可能とする複数のベースバンド、(3) 最高 0.05 km s^{-1} 程度の高い速度分解能への期待が高いとわかる。これらと 100 を超えるビーム数を踏まえると、現在の代表的な単一鏡で使用されている分光計と比べ、総帯域幅と総チャンネル数の双方で、2 桁以上上回るものが必要となると予想される (図 1.21)。ただし、ALMA 等大型干渉計の相関器まで含めて考えると、原理的には現在の技術でも実現可能であり、2030 年代前半までのプロセッサ性能の向上を想定すれば、100 ビーム程度であれば性能面・コスト面・消費電力の面での困難はさほどないと思われる。ただし、マルチビーム化と広帯域化により分光計への入出力のデータレートが非常に高くなると予想される (例えば 4bit サンプリングの場合、分光計入力データレートは $320 \text{ Gbit/s/beam/pol}$)。冷却受信機からの読み出しについて、今後の要素技術の開発が必須となるほか、データ転送については他の大型計画の手法を参照しつつ、複数の焦点面装置が搭載されるという LST の特徴を踏まえた、伝送方法の規格化や検討が重要となる。

	セクション	テーマ	観測対象	おもな輝線	帯域幅 (GHz)	速度分解能 (km/s)	感度 (K)
IMBH	4.3.7	分子雲に着目した中間質量ブラックホールの探査	CMZ	HCN J=4-3			2 0.2
	5.2.1	銀河系内の分子雲の分布と性質	系内分子雲				
	5.2.2	分子雲の全体的性質 (100-10pc スケール)	系内分子雲	^{12}CO , ^{13}CO , C^{18}O , HCN とその高励起遷移			0.1
	5.2.3	分子雲の形成と進化	微小分子雲				
	5.2.4/5.2.5	分子雲中の高密度構造・フィラメントの性質	系内分子雲	Cl や CO (とその同位体), N_2H^+ , H^{13}CN , H^{13}CO^+			0.05
	5.2.6	分子雲の破壊	系内星形成領域	Cl や CO (とその同位体)			
	5.2.7	星団形成	系内星団形成領域	CO			
	5.2.8	分子雲衝突	系内分子雲	CO (8-7) などの高励起線			
	5.2.9	異なる環境の分子雲 1. 銀河中心	CMZ	複数の光学的に薄い輝線			
	5.2.10	異なる環境の分子雲 2. 高銀緯/低金属量環境	高銀緯分子雲・LMC/SMC	CO			
Solar	6.2.2/6.2.3	金星大気における長期間変動、惑星大気における突発現象	太陽系内惑星				
	6.3.5	彗星のタイムドメイン観測	彗星				
	7.2.2	小質量原始星エンベロープの化学的多様性と時間変動	系内小質量星形成領域	有機分子、炭素鎖分子、イオン分子輝線			
	7.2.3	星形成領域における、マイナー分子種の高感度観測	系内星形成領域	$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$, HCO^+ , CH_3D , H_2D^+ , HDO , D_2O , CH_3D , DCO^+ , NH_2D 等重水素含有分子			
	7.2.4	大質量星形成領域の化学的多様性	Hot Core/Hot Corino				
	7.2.6	銀河系内分子雲の広域・多輝線マッピング	系内分子雲			32	
	7.2.7	銀河系内の同位体組成分布	系内分子雲	$^{29}\text{Si}/^{28}\text{Si}$, $^{30}\text{Si}/^{28}\text{Si}$			
	7.2.8	銀河系外縁部の分子雲探査	銀河系外縁部	CO, [C], CO 同位体, HCN, CS, CH_3OH			
	7.2.9	マゼラン雲の星形成領域の星間化学	大小マゼラン雲の分子雲				
	7.2.10	CO 同位体置換種を用いた銀河における星の初期質量関数の推定	近傍 ULIRG や LIRG	$^{13}\text{CO}/\text{C}^{18}\text{O}$		32	
7.2.11	近傍銀河の分光・撮像観測	近傍銀河	CO, HCN (1-0), HCO^+ (1-0), CH_3OH , N_2H^+ , H^{13}CN , H^{13}CO^+		30	5 0.002	

図 1.20: 第 2 章以降のサイエンスケースで挙げられた、ヘテロダイン受信機を用いた観測計画の一覧およびその分光性能に対する要求。これを踏まえ、本項では LSB・USB の両サイドバンド合計で 32 GHz の帯域幅 (両偏波合計 64 GHz) と合計チャンネル数 2^{16} (32 GHz 同時観測時の周波数分解能 $\sim 500 \text{ kHz}$ を想定) を基本性能と見積もった。

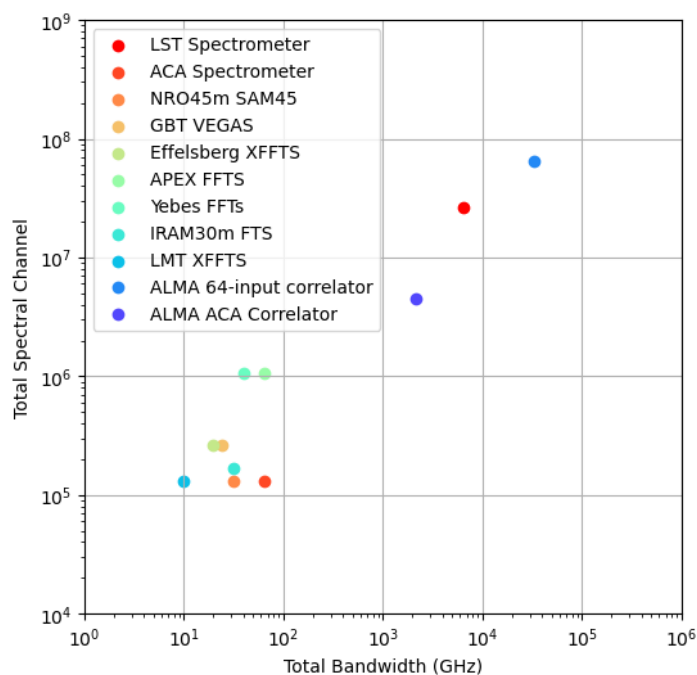


図 1.21: 現在の代表的な単一鏡で使用されている分光計の性能. 横軸に総帯域幅 (GHz), 縦軸に総チャンネル数を示した. また, 比較のために ALMA 相関器 (64-input 相関器, ACA 相関器) の値も示した. LST の分光計に求められる性能は, 現時点の単一鏡用分光計の性能を 2 桁以上上回り, ALMA 相関器と同程度であることがわかる.

1.5 データ処理

LSTではALMAと同様に観測所によるサービス観測（キュー観測）が基本方針として想定されている（第1.6節）。そのため、観測後のデータ処理、すなわちデータの品質保証（Quality Assurance: QA）・解析・アーカイブの方針もALMAを踏襲することが望ましい。一方、単一のヘテロダイン受信方式を採用するALMAと異なり、LSTでは異なる検出方式・分光方式からなる複数の装置による観測を想定しており（第1.4節）、観測モード・キャリブレーション方式も多岐にわたる。装置によっては、キャリブレーションやデータ解析そのものが研究課題となる場合もあり、装置に応じた柔軟なデータ処理の枠組みが求められるだろう。加えて、広視野・広帯域観測の帰結として、取得データのデータサイズは従来の単一望遠鏡の数桁、ALMAと比べても1桁以上高いペタバイトスケール（ $\sim 10^3\text{--}4$ TB；年単位）に達することが予想される。こうしたビッグデータへのユーザのアクセスや長期間のアーカイブには、可視光・赤外線望遠鏡で先行して採用されているようなクラウドベースの仕組みが求められるだろう。

以降では、本書で検討されている焦点面装置（第1.4節）・科学運用プラン（第1.6節）を想定したデータフローとデータサイズを概観し、これを踏まえたデータ解析・アーカイブの方針と課題を述べる。なお、PI持ち込み装置による確約時間観測（Guaranteed Time Observation: GTO）でサービス観測がおこなわれる場合における質保証については、今後、議論を行う。

1.5.1 データフローと品質保証

まず、装置観測からデータ配布（例えばFITSファイル）までのデータ処理の手順（データフロー）を概観する。データフローの各ステップでは、感度・視野・キャリブレーション精度などに基づくユーザの科学要求をデータが満たすかどうかを都度確認するため、品質保証（Quality Assurance: QA）と密接に関連する。LST単体のデータフローでは、ALMAのQA⁶を踏襲することを想定している。すなわち、データ取得の直後から配布データへのユーザフィードバックまでをQA0-QA3のステップとして定義する方法である。

QA0 科学観測の最中または直後での、観測オペレータによる**観測データ**の早期チェックのステップ。観測データが（2次）キャリブレータによって正しく較正され、データ欠損等の異常がないことを確認する。ただし、データサイズが巨大なため（第1.5.3節）、パイプラインプログラムなど人の手を介さないチェック体制も検討する。

QA1 科学観測とは独立に装置の線形性や強度較正を行うための**キャリブレーションデータ**を取得するステップ。

QA2 QA0をパスした（複数の）観測データとQA1で取得したキャリブレーションデータを使い、較正やフラグ処理を経た**較正済みデータ**（ALMAのcalibrated measurement setに相当）を生成し、解析（イメージング）による**配布データ**がユーザの科学要求を満たすかを最終チェックするステップ。較正済みデータと配布デー

⁶<https://almascience.nao.ac.jp/documents-and-tools/cycle9/alma-technical-handbook>

タはアーカイブに登録される（第 1.5.5 節；データ公開ポリシーなどは第 1.6 節を参照）。ただし、データサイズが巨大なため（第 1.5.3 節）、較正済みデータをユーザに直接提供せずクラウドベースの解析環境を提供するなどの、ビッグデータへの対応も検討する（第 1.5.4 節）。

QA3 ユーザへのデータ配布後に生じた問題をフィードバックするためのステップ。

1.5.2 データ形式

ここでは、LST が取得する主なデータ形式を概観する。なお、ここでのデータは第 1.5.1 節の観測データに相当するものである。ただし、LST 単体で取得するデータ（分光撮像データ・一点分光データ）については、較正済みデータも同様な形式となることが想定されている。

分光撮像データ On-the-fly (OTF) 観測とも呼ばれる、アンテナを駆動（スキャン）しながらカメラやヘテロダイナレイでの観測を行うことで観測領域を分光マッピングしたデータである。各素子は観測時刻ごとに異なる天球面座標 $(\alpha(t), \delta(t))$ を観測し、出力は時系列データとして保存される。スキャンの前後では、ポインティング観測や強度較正のための標準天体観測・室温黒体測定もあわせて行われる。全ての素子の時系列データを、キャリブレーションとノイズ除去ののち結合することで、3次元の分光撮像キューブを配布データとして得る。LST で最も多く取得されるデータ種別であると考えられる。

一点分光データ Position-switching (PSW) 観測とも呼ばれる、一般に点源とみなせる観測天体とブランクスカイの 2 点間の観測を交互に複数回行うことで得られた分光データである。分光撮像データと同様、この他にポインティング観測や強度較正のための標準天体観測・室温黒体測定もあわせて行われる。キャリブレーションののち 2 点間の出力の差分を取ることでノイズ除去を行い、1次元の分光スペクトルを配布データとして得る。

干渉計データ ALMA と結合し、干渉計の一素子として複素ビジビリディを得るためのデータである。受信機出力は、アナログ/デジタル変換ののち光ファイバによって ALMA 山頂施設 (AOS) に伝送され、ALMA アンテナの受信機出力との相関処理が行われることを想定している。以降のデータ処理は ALMA の枠組みのもと行われるだろう。

VLBI データ VLBI の一観測局として複素ビジビリディを得るためのデータである。受信機出力は、アナログ/デジタル変換ののち観測所のハードディスクに記録することを想定している。ALMA Phase-up Project (APP) の一部として参画し、ALMA 山麓施設 (OSF) に光ファイバで伝送したのち、ハードディスクに記録する方法も考えられるだろう。

キャリブレーションデータ 種々の装置の線形性や強度較正を行うためのデータである。例えば、室温黒体測定自体の較正に使われる冷却黒体（第 1.4 節）の測定や、ラジオメータによる水蒸気量の測定などが想定されている。これらはサイエンス観測とは独立したデータとして提供・アーカイブされ、装置の長期間のトレンドの補正や、キャリブレーション・データ解析手法の改善にも用いられるだろう。

1.5.3 データサイズ

観測データ（と較正済みデータ）のビッグデータ化は一般に次世代望遠鏡計画の大きな課題であり、LST も例外ではない。以下では、LST の観測データのうち最も大きな割合を占めるであろう分光撮像データに対してデータサイズを検討している。観測装置が持つ素子数を N_{element} （ \sim 空間ピクセル数 \times 分光チャンネル数 \times 偏波数）、各素子のデータ出力レート（サンプリングレート）を f_{sample} とすると、装置全体でのデータレート ρ_{obs} は以下の通りに概算できる⁷。

$$\frac{\rho_{\text{obs}}}{\text{GB hr}^{-1}} \sim 3 \times 10^{-5} \left(\frac{N_{\text{element}}}{1} \right) \left(\frac{f_{\text{sample}}}{\text{Hz}} \right) \quad (1.1)$$

表 1.9 は、焦点面装置（第 1.4 節）の典型的なデータレート（1 時間当たりのデータサイズ）を示したものである。特に多色連続波カメラでは一晩（8 時間）で 20–30 TB のデータが取得される。これは、可視光・近赤外望遠鏡が取得するデータサイズ（30 TB；[Kremer et al. \(2017\)](#)）と同等であり、ALMA が一年間当たり取得するデータ（200 TB；ALMA Cycle 9 Technical Handbook）の 10% をわずかに一晩で取得することに相当する。

表 1.9: 分光撮像データ（観測データ）における典型的なデータレート

装置	N_{element}	f_{sample} (Hz)	ρ_{obs} (GB hr ⁻¹)	備考
低-中分散・超広帯域分光器	10^3	10^2	3×10^1	ビーム数 2, 分光点数 5×10^2 を仮定
高分散・広帯域分光器	10^6	10^1	3×10^2	ビーム数 10^2 , 分光点数 10^4 を仮定
多色連続波カメラ	10^6	10^2	3×10^3	-

一方、配布データは一般に較正済みデータの時間積分によって得られるため、データサイズは観測領域の大きさや分光点数などに比例する。以下では、分光撮像データの配布データである、3 次元の分光撮像キューブに対してデータサイズを検討している。観測領域の大きさを Ω_{obs} 、観測装置が持つ分光点数を N_{spec} 、分光帯域のうち最大の観測周波数を f_{obs} とすると、データサイズ s_{product} は以下の通りに概算できる⁸。

$$\frac{s_{\text{product}}}{\text{GB}} \sim 3 \times 10^{-7} \left(\frac{f_{\text{obs}}}{\text{GHz}} \right)^2 \left(\frac{\Omega_{\text{obs}}}{\text{deg}^2} \right) \left(\frac{N_{\text{spec}}}{1} \right) \quad (1.2)$$

⁷データ型が倍精度浮動小数点数の場合。また、ここでのデータレートはデータストレージに保存されるデータを指しており、デジタル分光計のような信号処理部への入力データレート（第 1.4.9 節を参照）とは異なることに注意。

⁸データ型が倍精度浮動小数点数の場合。また、マップはラスターキャンで取得しており、最大観測周波数においてナイキストサンプリング（ビームサイズの 1/2 のグリッド間隔）となることを仮定している。低周波数ではオーバーサンプリングとなることに注意。

表 1.10: 分光撮像キューブ（配布データ）における典型的なデータサイズ

装置	Ω (deg ²)	N_{spec}	f_{obs} (GHz)	s_{product} (GB)	備考
低-中分散・超広帯域分光器	100	5×10^2	350	2×10^3	-
高分散・広帯域分光器	100	1×10^4	350	4×10^4	-
多色連続波カメラ	100	1×10^1	350	4×10^1	-

表 1.10 は、焦点面装置（第 1.4 節）を使った 100 平方度観測の場合の典型的なデータサイズを示したものである。特に高分散・広帯域分光器では配布データであってもデータサイズがテラバイトスケールに達することが分かる。さらに、時間領域天文学を想定した反復観測の場合、上記に加えて時間分解能に比例したデータ個数の増加も大きな課題である。

以上より、LST で取得されたデータを個々の研究者が手元で、あるいは国立天文台のデータセンタのような共同利用計算機上で、一から解析したり保存したりすることはもはや困難であることが予想される。第 1.5.4 節で詳しく述べるが、ユーザが観測データに直接触れることなくデータ解析や配布データの作成ができるクラウドベースの仕組み、あるいはオフラインでのデータ解析のために観測データをより小さな観測領域・周波数範囲・時間範囲で切り出して提供する仕組みが必要になるだろう。

1.5.4 データ解析

LST におけるデータ解析とは、QA2 またはユーザサイドで較正済みデータから配布データを生成する処理のことである。ここでは、LST 単体で取得するデータ（分光撮像データ・一点分光データ）について概観する。これらのデータは、観測領域（いわゆる ON 点）および参照領域（いわゆる OFF 点）のスペクトルからなる時系列データであり、主に以下の処理を通して配布データを生成する。

大気放射除去 一般に観測スペクトルと参照スペクトルの差分を取ることでサブミリ波で卓越する大気放射成分を除去し、天体信号のみのスペクトルを得る処理。合わせて、多項式フィットなどによるスペクトルのゼロベースライン補正を行う。空間ピクセル数が十分大きい場合は、スキャン観測を高速に行うことで、時間空間上で天体信号を高周波数に変調できるので、参照領域の観測なしに大気放射成分の差し引きが可能な場合もある。

イメージング ユーザが定義した分光撮像キューブの均一な座標グリッドに対して、不均一な座標値を持つ（大気成分除去済み）天体信号スペクトルを畳み込むことで時間積分された分光撮像キューブを得る処理。一点分光データの場合は、単に天体信号スペクトルを時間平均することで 1 次元分光スペクトルを得る。

ビッグデータの問題（第 1.5.3 節）に対応するため、データ解析は観測所に附属するデータセンタ、すなわち QA0-QA2 のデータを保存するストレージおよび計算機リソースを提供する環境で行うことを想定している。データセンタは観測所が自前で持つことも、Vera C. Rubin Observatory のようにクラウド上（Amazon Web Service や Google

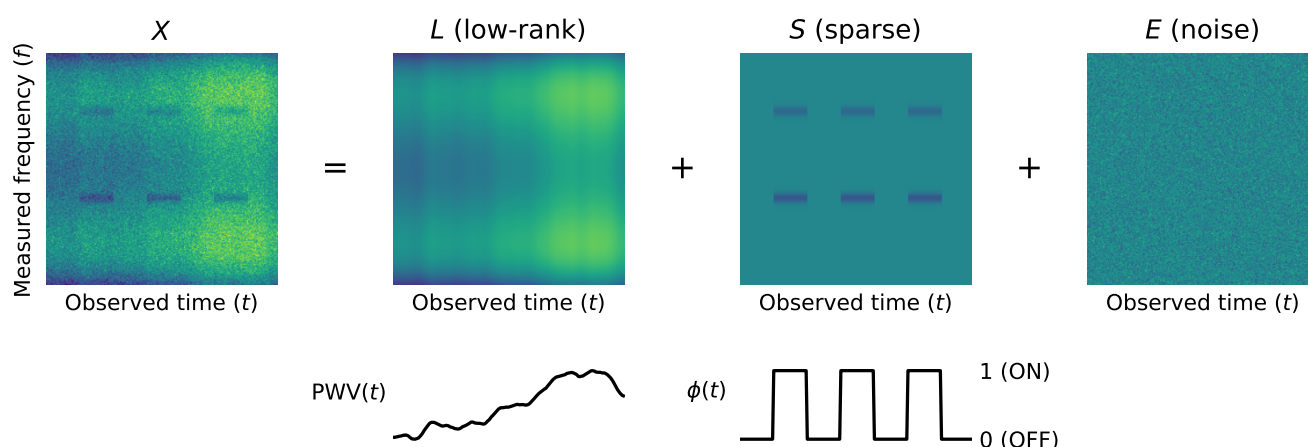


図 1.22: 一点分光観測の時系列データ (X) をスパースモデリング (低ランク-スパース行列分解) によって大気放射成分 (L) と天体信号 (S) に分解する新しい解析手法. 観測スペクトルと参照スペクトルの差分を計算しないため, $\sqrt{2}$ 倍のノイズレベルの悪化が原理的に発生しない (Taniguchi et al. (2021a) より転載). ©AAS. Reproduced with permission.

Cloud) にホストすることも選択肢として検討を進める. 実際の処理に必要な機能は電波望遠鏡汎用データ処理ソフトウェア (CASA) で既に提供・アップデートされているため, 較正済みデータは CASA に対応するフォーマットで提供することが望ましい. ただし, ビッグデータの問題や装置ごとに最適なキャリブレーションやデータ解析を提供する観点から, CASA の現行のフォーマット (MeasurementSet v2⁹) では不十分な場合も多い. 次世代の CASA データ処理基盤 (CASA Next Generation Infrastructure: CNGI¹⁰) では, メモリに乗り切らないデータの並列処理に対応した xarray (Hoyer & Hamman (2016)) を採用することを予定しているため, 装置開発と並行して次世代フォーマットへの対応を検討するべきだろう. また, データ科学に基づく新しいデータ解析手法 (例えば Taniguchi et al. (2020, 2021a)) によって, 単位観測時間当たりのノイズレベルの改善や天体観測効率を向上させる方法も合わせて検討する. 例えば, Taniguchi et al. (2021a) ではスパースモデリングを応用することで, 大気成分除去で従来生じていた $\sqrt{2}$ 倍のノイズレベルの悪化をなくすことに成功している (図 1.22). これらの解析パッケージはすでに xarray に対応しており, 次世代フォーマットと親和性も良い. 新しいデータ解析手法に必要な機能を将来的に組み込めるよう, 次世代フォーマットの実装である CNGI の開発者と早期に連携する予定である.

一方, ユーザサイドにはウェブブラウザや API を通してデータセンタにアクセスするサイエンスプラットフォームを提供する. このような仕組みは, Vera C. Rubin Observatory の Rubin Science Platform (RSP¹¹) で先行して実現している. 例えば, ユーザは Jupyter Notebook のような対話的解析環境をウェブブラウザで立ち上げ, データを手元にダウンロードすることなくデータ解析が実行できるようになるだろう. また, このように観測データや較正済みデータを一元化することでデータフォーマットのアップデートや装置の長期間のトレンドの補正などが容

⁹<https://casa.nrao.edu/Memos/229.html>

¹⁰<https://cngi-prototype.readthedocs.io/en/latest/index.html>

¹¹<https://data.lsst.cloud/>

易に行えるため、最新のキャリブレーション・データ解析手法を都度ユーザに提供できるだろう。

1.5.5 データアーカイブ

LST におけるデータアーカイブは、較正済みデータと配布データをデータベース化し、PI および一般ユーザへ提供する仕組みのことである。データ解析と同様の課題から、これらはサイエンスプラットフォームを通して公開されることを想定している。LST では広視野撮像に基づくサーベイ観測が大きな割合を占めるため、異なる PI 同士の観測領域が重なる（連続する）、あるいは異なる時刻での観測が複数存在することが従来の単一鏡以上に頻繁に起こりうる。このようなデータを PI および第三者が最大限活用するために、データベースは Virtual Observatory (VO¹²) に対応するよう構築すべきだろう。これによって、HiPS や Aladin のような VO インターフェースからのアクセスや、国立天文台の Japanese Virtual Observatory (JVO¹³) と連携しウェブブラウザ上で配布データの切り出しやダウンロードが可能となるとともに、多波長データとの連携がこれまで以上に容易になることが期待される。

¹²<https://ivoa.net/>

¹³<https://jvo.nao.ac.jp/>

1.6 科学運用プラン

1.6.1 コンセプト

LST の科学運用計画が目指すのは、LST が共同利用観測装置としての役割を果たしつつ、その科学的なアウトプットを最大化することである。科学運用計画は LST の科学観測の実行についてはもちろんのこと、ユーザーからの観測プロポーザルをその科学的価値に基づいて評価、実行し、PI に（あるいは最終的にはアーカイブを通じコミュニティに）データを配布する、という一連のプロセスをカバーする。各項目をより具体的に挙げれば、観測プロポーザルの公募から始まり、その評価プロセスのマネジメント、採択されたプロジェクトのスケジューリングと観測の実行、それに続く取得データの品質保証、データ配布とデータ・アーカイブ化、さらには各々の段階でのユーザーサポートとなる。

LST がユーザーに提供する科学観測の種類、すなわち観測モードは、本白書で述べられているような LST に期待される多様なサイエンスケースを実現すべく、第 1.4 節で詳述されたような観測装置ごとの特色とその開発段階、観測所が実施する評価・実証試験の結果に基づいて決定される。とりわけ、アルマとの相補性を活かし、高いシナジーを実現するための、アルマへの組み込みモードも LST の重要な観測モードの 1 つとなる。このアルマ組み込みモードとしては、LST を単一鏡として運用することでゼロベースラインデータを取得する Total Power モード、アルマのアレイに組み込み LST を干渉計素子として利用する Array モード、あるいは LST を VLBI ネットワークに組み込み、大集光力を備えた VLBI 局として利用する VLBI モードが考えられる。Array モードの定量的な検討については第 A.2 節を参照されたい。

なお、LST で行われる科学観測のスケジューリングについては、アルマ同様にサービス観測・キュー観測を基本とすることで、可降水量や風速、大気安定性といった気象条件の変化に即応して、その時々で最適な観測を実行することが可能なダイナミックスケジューリングを基本手法として採用する。ただし、観測装置や観測モードの特性を考慮し、PI による遠隔観測またはオンサイトでの観測の可能性についても検討する。

1.6.2 立ち上げフェーズ

（部分的なものも含めた）科学運用開始に先立って、LST 建設開始以降、望遠鏡および各焦点面装置の立ち上げフェーズを設定する。この期間中、望遠鏡および装置のそれぞれに対し、AIV (Assembly, Integration, and Verification) と CSV (Comissioning and Science Verification) を実施する。LST プロジェクトとして望遠鏡が建設後の調整や評価を経て、所期の性能を達成することを目指しながら、各焦点面装置の受け入れと搭載、性能評価については開発を担う機関と共同でこれらを進める。並行して、科学運用に必要となる、各種ツールの開発、データアーカイブシステムの構築、科学運用およびユーザーサポートのための体制準等も推進する。

1.6.3 運用フェーズ

LST の科学運用の形態を時間を軸にとって考えた場合、以下のように初期科学運用期と定常運用期の 2 つに大きく分けられる。

初期科学運用期（2030 年代前半）

LST の建設を経て、初期的な科学観測を提供する期間である。この段階では、搭載や評価試験が完了した焦点面装置・観測モードに限定して科学運用への提供を開始する。科学観測に並行し、観測所や装置開発グループによる新規焦点面装置の搭載や観測モードの評価試験、既存装置のキャリブレーション精度向上にも取り組み、検証が完了したものから徐々に提供観測モードを増やしていく。

定常運用期（2030 年代後半）

本白書で想定するすべての観測装置・観測モードがユーザーに提供される期間である。定常運用期間では科学観測が運用の主体となるが、搭載装置のメンテナンス、技術開発の発展を積極的に取り込み、望遠鏡の性能向上や次世代焦点面装置へのアップデートも実施される。

観測提供可能時間

それぞれの運用フェーズに対し、現時点では初期科学運用期で年間 2000 時間、定常運用期で年間 4500 時間を科学観測全体に提供することを見込んでいる。これは第 1.3.1 節で述べたミリ波・サブミリ波観測が可能な期間（望遠鏡運用時間）から、a) インフラ・装置保守のためのエンジニアリングタイム、b) ソフトウェア保守のためのコンピューティングタイム、c) 観測所がキャリブレーションの観測・試験観測を実施するための時間、d) 科学運用中に想定される各種ダウンタイム（装置トラブル、悪天候等）を差し引くことで見積もることができる。さらに、試験各装置、各観測モードへの割り振り可能な時間の内訳については、それぞれの装置に対するユーザーからの需要、観測条件やキャリブレーション計画、装置運用面からの制約といった要素を考慮し決定される。

1.6.4 観測プログラム

これまでに LST では以下のような観測プログラムの種類が検討されている。LST の最大の特色である広視野・掃天能力を限界まで引き出し、天文学のレガシーとなるデータを生み出すため、サーベイプログラムに総観測時間の半分以上を投資することを想定している。PI 大型プログラム以下のプログラムについては 1 年間で 1 観測サイクルとして、観測プロポーザルの公募によりプログラムを採択する。

表 1.11: LST における観測プログラム

プログラムタイプ	観測期間	備考
サーベイプログラム	長期	-
PI 大型プログラム	1 サイクル/複数サイクル	-
PI 標準プログラム	1 サイクル	-
Target of Opportunity (ToO) プログラム	1 サイクル	-
Director's Discretionary Time (DDT) プログラム	1 サイクル	-
Guaranteed Time 観測 (GTO) プログラム	複数サイクル	-

サーベイプログラム LST のフラッグシップミッションと呼べるような大規模サーベイ観測プログラムであり、長期に渡る観測期間を前提とし、共同利用公募でプログラムを募ったうえでコミュニティでの議論・合意を経てサーベイの内容を決定する。プログラム形式の詳細を決定するためにはさらなる議論が必須であるが、データの提供方法については、従来からあるような、ある一定の期間プログラム提案チームにデータ専有期間を保証しその後一般公開する方式、取得データに対してサイエンスケースのプロポーザルを募集し共同利用を実施する方式、興味をもった研究者が随時サーベイプロジェクトに参加できるような open enrollment 方式等が検討されている。

PI 大型プログラム PI を中心とした研究グループからの提案のうち、観測時間が数十時間 (TBD) を超えるような、比較的大型な観測プログラムに相当する。複数サイクルに渡る観測プロポーザルも受け付ける。

PI 標準プログラム PI 大型プログラムよりも観測時間の少ない、一般観測プログラム。1 サイクルでの観測を前提とする。

Target of Opportunity プログラム 突発的な天体・現象を観測するためのプログラム。観測モードや要求感度、観測がトリガーされる条件をプロポーザル提案時に指定したうえで、採択後、条件を満たすような突発天体・現象が生じた際に優先的に観測が実行される。

Director's Discretionary Time (DDT) プログラム PI が随時提案可能なプログラムタイプであり、観測所が科学的に重要かつ素早い観測が必要と判断した場合に採択され、観測が実施される。

Guaranteed Time (GTO) 観測プログラム 焦点面装置の開発に貢献したグループに対し、割り当てられる観測プログラム。場合によっては装置搭載後の評価試験も含み、その場合、観測データに対するリスクシェアを前提に実施される。

1.6.5 観測提案からデータ配布まで

ここでは科学運用計画のうち、観測プログラムの各段階について概説する。ただし、観測実行後のデータ処理と品質保証については第 1.5 節において既に詳述されているので、そちらを参照のこと。

観測プロポーザルマネジメント

PI 大型プログラム以下の観測プロポーザルとその審査に際しては、各サイクルごとに実施される Call for Proposal 期間内に PI が指定された形式の観測プロポーザルを観測所に提出する。提案の提出は観測所が提供する専用ツール (Observing Tool) を介して行われ、PI はそれを用いて観測提案の科学的意義、要求する観測モードや感度、周波数設定等の観測パラメータ、技術的妥当性が記述された観測プロポーザルを作成する。観測プロポーザルの提出・審査に際してはアルマ等の観測所と同様、提案者・審査員双方の匿名性を確保し、地域やジェンダー等に起因する unconscious bias の最小化を図る。なお、LST 参加国¹⁴間における観測時間の配分についてはそれぞれの国・地域の貢献に基づき、予め合意された割合となるよう決定される。LST の運用に参加しない国からの観測プロポーザルについても、Open Skies として一定の枠内ながらも提案を受け付ける。すべてのプロポーザルはその科学的意義に基づいて審査される。審査方式としては distributed peer review 方式または審査パネル方式が想定されている。

スケジューリングと観測実行

第 1.6.1 節で述べたようにダイナミックスケジューリングを導入することで、科学運用の高い観測効率を実現させる。短期間 (～1ヶ月) の観測スケジュールの最適化に際しては、観測プロポーザルの評価ランクに加え、前述の観測条件、地域バランスを踏まえて実行すべき観測プログラムが選択される。多種多様な焦点面装置・観測モードが提供される LST の場合、中長期的 (数ヶ月以上) の観測スケジュールを決定するためには、各装置のメンテナンススケジュールや装置間の切り替え時間等のオーバーヘッドも考慮することが不可欠である。また、LST は広い焦点面を持つことから、複数装置による同時観測も場合によっては可能となるため、観測モード組み合わせの最適化も質の高い観測データの取得と観測効率の向上に重要である。

キャリブレーション計画・性能モニタリング

各観測モードで達成可能な観測精度はそのキャリブレーション計画で決まるため、適切な計画のもと必要な頻度と精度でキャリブレーションを実施することは極めて重要である。しかしながら、最先端焦点面装置はそのキャリブレーションも研究対象であり、挑戦的である場合も少なからずある (第 1.4.8 節参照)。その点を踏まえ、LST で

¹⁴ ホスト国となるチリを含む

は観測モードごとにキャリブレーション計画を作成し、保証可能な精度を予めユーザーに伝え、キャリブレーション観測を実施し、そのデータをユーザーに提供する。より具体的には、基本的なものとしては較正天体のフラックスモニタリングや装置ごとの能率、ビームパターンが、高精度測定手法の確立のため現在も盛んに研究されつつあるものとしては instrumental polarization の測定が挙げられる。また、LST の望遠鏡としての性能を維持するため鏡面精度やポインティング性能のモニタリング観測もエンジニアリンググループと共同で観測所が定期的に実施する。

ユーザーサポート

観測プロポーザルの作成、観測準備とその実行、データ品質保証、データ配布、データ解析の各段階で LST はユーザーに対して適切なサポートを提供する。サポートの提供形式としては、a) オンライン上でのプロポーザーズガイド、テクニカルハンドブック、ユーザーズポリシー、観測所提供ソフトウェアのマニュアルといった関係する文書の提供、b) LST スタッフによるヘルプデスクを介した個別プロジェクト、問い合わせへの対応、オンラインツールによる観測プロジェクトの進捗トラッキング、c) ユーザーズミーティングやデータ解析講習会等コミュニティを対象としたイベントの開催、が挙げられる。これらのサポートを通じ LST はユーザーコミュニティに対して LST による科学観測の最新情報を提供する。

1.7 沿革と国際協力

1.7.1 LST 構想の立案から現在までの経緯

野辺山 45m 電波望遠鏡およびサブミリ波望遠鏡 ASTE の後継機としての次世代大型サブミリ波単一開口望遠鏡計画の構想は、2008 年に議論が始まった。その後、新サブミリ波望遠鏡計画ワーキンググループによる検討が行われ、第 1 回国際ワークショップが 2011 年 9 月大阪府立大学において、また第 2 回国際ワークショップが国立天文台三鷹において開催された。また、三菱電機通信機製作所との技術的な検討会合も行われ、2014 年には大型サブミリ波望遠鏡 LST 計画としての立案が為された。2015 年には第 3 回国際ワークショップが行われ、2016 年には日本学術会議『第 23 期学術の大型計画に関するマスタープラン』（マスタープラン 2017）に向けた提案も行い、宇宙電波懇談会における将来計画の一つとしての議論が行われた。2016 年 6 月にエジンバラで開催された国際光学会 (SPIE) において、川邊良平氏が発表した LST 構想の講演は大きな関心を集め、その proceeding paper (Kawabe et al., 2016) は現在に至るまで LST 構想の概要を記述する原典となっている。2018 年には欧州で検討されていた AtLAST 計画¹⁵の議論 (第 1.7 節) に参加し、その方針決定に大きな影響を与えた。すなわち、波長の長いサブミリ波帯で大口径を目指す、また (多色撮像に加え) 強力な 3 次元分光撮像機能によりミリ波サブミリ波輝線銀河を近傍から初期宇宙まで網羅的に探査するという日本が提唱した LST 構想の科学的意義が認められ、AtLAST 計画が、LST のコンセプトに非常に近い計画として具体化していくことになった。その後、日本学術会議の策定する『第 24 期学術の大型計画に関するマスタープラン』（以下、マスタープラン 2020）に向けた提案を行い、2 回の日本学術会議シンポジウムでの議論やコミュニティでの議論を経て、マスタープラン 2020 大型計画にはじめて選定されるに至った。2021 年には、次期マスタープランに向けた議論のため、宇宙電波懇談会に新たに設置された電波天文将来計画ワーキンググループにおいて議論が行われ、その高い科学的意義が認められた。一方で、計画としては、その成熟度を高める段階であることも指摘されており、現在、計画の技術的な課題やコストを含めた実現性を高めるための活動を進めている。さらに、より広いコミュニティに向けて情報を発信するとともに、科学的な要求を広く集め、より幅広い支持のもとで、より強力な提案として計画を推進していくため、推進体制の強化をはかっている。本 LST 科学白書の作成には、合計 93 名もの執筆者がご参画いただいている。LST 計画に関心を持ち計画推進にご賛同いただく研究者が所属する研究機関として 24 におよぶ大学に加わって頂くことになった。こうした LST 計画の歩みを図 1.23 に示す。

¹⁵<https://www.atlast.uio.no/>

第 1. LST プロジェクトの全体像

鏡 SPT グループからの講演や、メキシコで建設が進んでいた大型ミリ波望遠鏡 LMT 計画の責任者 David Hughes 氏の講演のほか、ESO Science Director の Rob Ivison 氏も来日し、アルマ時代の大型サブミリ波望遠鏡構想についての議論に参加した。LST 計画の概要は、このワーキンググループのレポートに記載されている。その後、計画名称が Atacama Large-Aperture Submillimeter Telescope (AtLAST) と決まり、2018 年 1 月に第 1 回 AtLAST ワークショップが開催され、日本からも、850 μm 付近での観測性能を最大化する口径 50m 級の LST 構想とその価値を高める革新的な焦点面装置群、またそれを用いた銀河探査・観測的宇宙論に至る提案を発表した。その半年後 (2018 年 9 月) には、英国エジンバラで第 2 回 AtLAST ワークショップが開催され、ここで、AtLAST の方向性について大きな判断があった。ここまで、波長の短いサブミリ波帯 (350 μm 帯) での観測に力点を置き、比較的小口径 (25–35m 級) の望遠鏡デザインを目指す考え方と、より長いサブミリ波帯 (850 μm 帯) において、より大きな集光力を目指す (口径 40–50m 級) 考え方が並立していたが、この第 2 回ワークショップでは、後者に舵を切るという合意が得られた。これにより、日本が提唱し推進してきた LST 計画に、AtLAST 計画の目指す方向性が揃い、両者を将来的に統合し、実現可能性をより高めるといった協力関係の立案に至ったのである。2019 年 1 月に、日本学術会議マスタープラン 2020 に向けた天文学宇宙物理学分科会シンポジウムが開催された際には、AtLAST 計画から LST 計画に対し、強い支持があることを伝えるサポートレターが送付された。

2020 年 3 月には、欧州 Horizon 2020 の枠組みで、Design study を行う提案が採択され、2021 年より 3.5M ユーロで望遠鏡、サイト、科学目標のほか、持続可能なエネルギー供給の枠組みも含めた検討が開始されている。この採択が決まった直後、2020 年 5 月に開催されたオンライン・ワークショップでは、コロナ禍ながら世界各地より 180 名以上が参加するなど関心の高さが示された。2020 年 12 月に行われた SPIE では、AtLAST 側と LST 側とで共著の論文がそれぞれ出版されている (Klaassen et al., 2020; Kohno et al., 2020)。欧州側は、田村陽一氏が提唱・推進しているミリ波補償光学 (Tamura et al., 2020) に高い関心を示しているほか、焦点面装置開発での参画にも期待している。2022 年 3 月には、チップ上に集積した超伝導分光器 (Integrated Superconducting Spectrometer; ISS) を提唱し、開発した DESHIMA を ASTE 望遠鏡に搭載して世界に先駆け実証することに成功した、デルフト工科大学の遠藤光氏が、次世代大型超伝導分光器プロジェクト TIFUUN¹⁸を ERC Consolidator Grant として推進することになり、文字通り LST/AtLAST 計画の第一期装置と呼ぶにふさわしい規模の大規模超伝導焦点面装置の開発が進むことになった。

1.7.4 台湾との連携について

アルマ以前から、SMA や JCMT などサブミリ波帯観測施設の運用に積極的に参画して成果を挙げてきた ASIAA (台湾) は、LST 計画にも強い関心を持ち、今後多様な協力的活動を推進できると期待されている。2018 年 12 月

¹⁸<https://www.tudelft.nl/en/2022/eemcs/an-erc-for-a-3d-vision-on-the-universes-structure>

には ASIAA を訪問して談話会を行い, LST 構想とそこで新たに切り開かれる新技術, そして新しい銀河形成研究の展望を議論した. また, 国立天文台・北見工業大学・東京大学らのグループは, ASIAA が推進する Green Land Telescope (GLT) に広視野の多色超伝導検出器カメラを開発・搭載し, 熱的および運動学的スニヤエフ・ゼルドビッチ効果の精密観測を通して, 銀河団の物理量測定をより高精度化する計画を推進している. ASIAA はアルマで HEMT を使った Band-1 受信機を開発・量産し, アルマに搭載するというヘテロダイン受信機技術で優れた実績を積み重ねており, LST 計画におけるヘテロダイン受信機アレイの開発などにも強い関心を示している. 今後, さらに具体的な共同研究の協議を進めていく予定である.

1.8 執筆者一覧

表 1.12: 執筆分担

章節	題目	執筆者 (表 1.13)
第 1.1 節	LST 計画概要	河野, 田村, 古屋
第 1.2 節	技術的挑戦の概要	古屋, 田村
第 1.3 節	望遠鏡	田村, 竹腰
第 1.4 節	焦点面装置	大島, 竹腰, 石井
第 1.5 節	データ処理	谷口
第 1.6 節	科学運用プラン	石井
第 1.7 節	沿革と国際協力	河野
Appendix A.1	超高分散分光器 (ヘテロダイン受信機) の感度計算ツール	石井
Appendix A.2	マッピング観測のシミュレーション	斉藤

表 1.13: 執筆者

氏名	所属
河野 孝太郎 	東京大学 (LST 推進グループ代表)
石井 峻 	国立天文台
大島 泰 	国立天文台
斉藤 俊貴 	国立天文台
竹腰 達哉 	北見工業大学
谷口 暁星 	名古屋大学
田村 陽一 	名古屋大学
古屋 玲 	徳島大学

第2章 初期宇宙における銀河の形成

執筆者一覧

担当節	タイトル	執筆者名	所属
第 2.1 節	この分野の現状と未解決問題の概要	稲見 華恵 	広島大学
第 2.1.1 節	暗黒宇宙の夜明けと初代銀河の形成		
	初期宇宙での銀河	甘日出 文洋 	東京大学
	隠れた星形成	札本 佳伸 	早稲田大学
	巨大銀河の形成	但木 謙一 	国立天文台
	広視野観測により期待されうる新発見	矢島 秀伸	筑波大学
	宇宙再電離	森脇 可奈 	東京大学
第 2.1.2 節	初期宇宙での環境効果	小山 佑世	国立天文台
		久保 真理子	東北大学
		鈴木 智子	東京大学
		利川 潤	バース大学
		播金 優一 	東京大学
第 2.1.3 節	初期宇宙での銀河の性質		
	ダストの生成と進化	平下 博之	Academia Sinica
	スペクトル線で探る銀河の物理・化学現象	泉 拓磨 	国立天文台
	多波長 3 次元深宇宙探査と銀河形成	橋本 拓也 	筑波大学
第 2.2 節	期待される成果の全体像	稲見 華恵 	広島大学

2.1 この分野の現状と未解決問題の概要

恒星の生成現場である銀河がどのようにして生まれ進化し、現在の宇宙を形作ったのかは天文学における最重要課題のひとつである。紫外線から近赤外線の大規模観測により、近傍宇宙から遠方宇宙までの星形成史が明らか

になりつつある中で、1990年代終わり頃に初めて発見されたサブミリ波銀河は、それまで未知であった星形成の新たな一面を明らかにした (Blain et al., 2002). この銀河はその名の通り、サブミリ波帯で非常に明るい一方で、他の波長帯では暗いために、サブミリ波帯での観測が実現されるまで、その存在は知られていなかった。サブミリ波では銀河からのダスト放射を捉えるゆえ、これまでの紫外線・可視近赤外光線観測で見逃されてきた未発見の星形成銀河があり、宇宙での星形成の姿を完全に捉えきれていないことを示唆する。

サブミリ波銀河はダスト多く持つゆえ、伝統的に行われてきた可視光線・近赤外線による分光同定が難しかったが、その多くは赤方偏移2から3にあると考えられた。サブミリ波での光度を全て星形成起源とすると、年間数100から数1000太陽質量の星形成率をもち、非常に活発な星形成活動をしていると言える。サブミリ波銀河がもつ激しい星形成の起源も多く議論された。銀河どうしの衝突合体により、星形成の原料となるガスが効率よく圧縮され、爆発的星形成が起きたとする仮説がある。その一方で、銀河周辺のガスが効率良く降着することで活発な星形成を維持しているとする説もある。

また、COBE衛星などの飛翔体観測により、遠赤外線からサブミリ波に跨る宇宙背景放射も検出された (Hauser et al., 1998; Dole et al., 2006). この放射の起源はまだ明らかではないが、サブミリ波銀河の発見をきっかけにした遠赤外線・サブミリ波観測が大きく進展し、個々の銀河と宇宙背景放射の起源との関連付けも可能になった (e.g., Berta et al., 2011). しかしながら、観測されたサブミリ波銀河からの放射を足し合わせても、全ての背景放射を説明することができていない。これは背景放射の担い手が他にも存在し、サブミリ波銀河より暗くともダストに覆われ星形成を行う銀河が大量に存在する可能性を示す (e.g., Hatsukade et al., 2013). だが、当時の単一鏡サブミリ波望遠鏡の空間分解能では、暗い銀河の探査をするにも空間分解能の不足によりコンフュージョン限界に達してしまい、暗めの銀河の同定を難しくしていた。干渉計望遠鏡では空間分解は可能であったが、感度不足と広い領域を掃くことができなかった。

このうち感度と空間分解能の問題を解決したのはALMA望遠鏡である。これまで発見されたサブミリ波銀河の一部は、複数の銀河の集まりであることを明らかにし、また、サブミリ波銀河よりも光度が小さいダスティな銀河を多数発見した (Hodge & da Cunha, 2020). また、効率良い分光スキャン観測により、サブミリ波ミリ波帯での輝線による赤方偏移同定も可能にし、銀河までの距離を正確に決定することを可能にした。

こうしてALMAの出現以来、ミリ波サブミリ波帯での銀河の形成と進化に関する研究は大きく前進している。サブミリ波銀河と呼ばれていた銀河と他の星形成銀河の境界線が曖昧になりつつあり、連続性が見えてきている可能性がある。しかし、ALMAは連続した領域を広く深く観測することが得意ではなく、ターゲットを事前選定しない無作為な統計的調査ができず、銀河の種族構成を得るのは難しい。一方で、ALMAでの偶然の発見により、サブミリ波帯での深宇宙探査でないと全貌を捉えることが出来ないような天体の存在も明らかになりつつある (e.g., Wang et al., 2019b). 例えば、これまでに期待されていたような非常に明るいダスティな銀河だけではなく、より典型的な星形成銀河が想像していた以上に大量に存在し、遠方宇宙でのダストに隠された星形成に多大に貢献している可能

性がある (Fudamoto et al., 2021). 特に, 大質量な銀河が発見されれば, 最近の研究で続々と発見されている赤方偏移 3-4 の受動的銀河の祖先と考えられ, 激しい星形成と巨大銀河の形成の物理機構を明らかにできるであろう. また, 静止系紫外線を放射する星形成銀河であっても, 星形成の半数またはそれ以上がダストに隠れているという結果も出てきている (Algera et al., 2023). 宇宙の進化を支配する, こういった典型的な銀河が一体どれだけ存在し, どのような性質を持つのか, その全体像を得るには, 広視野・高感度観測が必須となり, それを実現させる単一鏡サブミリ波望遠鏡の必要性が高まっている.

視野 1 平方度をもつ高感度のサブミリ波単一鏡である LST の実現により, ダストに隠された星形成銀河の存在を隈なく新たに発見すると同時に, 広帯域の分光観測により効率良い赤方偏移同定も可能にし, 星形成史の真の全体像を明らかにすることができる. また, 広視野観測を得意とする特性を活かすことで, サブミリ波で明るい銀河団を発見する可能性も秘めている. こうして新たに発見された大量のダスティな銀河に対し, サブミリ波帯で検出される様々な輝線や吸収線により, ガスの電離度や金属量から物理化学状態を明らかにすることで, 星形成の成因や両者の関連に迫ることを可能にする. ダスト連続光観測からも, ダストの温度と質量やダストの組成を求め, 宇宙初期でのダスト生成源やその成長過程を解明できる. 事前にターゲットを選定しない広視野観測を進める中で, 予想もされなかったような発見もあるだろう. これらを含めた LST で期待されるサイエンス・ケースとその実現に必要な性能を本章にて詳細に述べる.

2.1.1 暗黒宇宙の夜明けと初代銀河の形成

初期宇宙での銀河

宇宙における銀河がいつどのように形成され, 現在の宇宙に存在する銀河へと進化したのかという「銀河の形成・進化」を明らかにすること, そして, いつの時代にどれくらい星が作り出されたかという「宇宙星形成史」を明らかにすることは, 天文学における重要な課題である. これまでの研究によって, 初期宇宙 (赤方偏移 $z \gtrsim 6$) から現在に至るまでの歴史が明らかになりつつある. 特に近年の大規模かつ高感度の観測により, 宇宙誕生から間もない $z = 9$ の銀河が分光学的に同定されたり (Hashimoto et al., 2018), $z = 10$ を超える天体候補も続々と見つかるなど (e.g., Harikane et al., 2022a), 大きな進展が見られる. . . しかしながら, これまでに行われてきた遠方宇宙の観測では, 多くの場合静止系での紫外線を観測しており, 宇宙空間に漂うダスト (塵) によって大きな吸収を受けるといった問題がある. 遠方宇宙 ($z \sim 1-3$) では, ダストに隠された星形成活動の割合が大きくなることが知られている (e.g., Takeuchi et al., 2005; Zavala et al., 2021). また, 初期宇宙におけるダストの性質や減光の影響についてはまだ未解明な点も多い (第 2.1.3 節). 近年の観測によって, このようなダストに隠された銀河や星形成活動が初期宇宙 ($z \sim 3-6$) に大量に存在することが明らかになってきた (e.g., Wang et al., 2019b; Fudamoto et al., 2021) (「隠れた星形成」参照). そこで重要になるのが, ミリ波・サブミリ波といったダスト減光の影響を受けない波長帯での観

測である。ミリ波・サブミリ波帯では、ダストからの熱放射を捉えることにより、これまで見えなかった、銀河内部で起きているダストに隠された活動を探ることができる。

さらに、ミリ波・サブミリ波観測は、宇宙背景光の起源に迫る上でも重要である。宇宙背景光とは、銀河系外から届く電磁波の総和であり、観測波長ごとにその起源は異なる。ミリ波・サブミリ波帯を含めた赤外線帯域での背景光は、遠方宇宙での星形成活動に起因するダストの熱放射が起源であると考えられている (e.g., [Lagache et al., 2005](#))。赤外線域での背景放射は、可視光域での背景光と同程度の強度を示すことが観測から知られている。これは、宇宙全体の活動の中で、ダストに隠された活動の重要性を示している。赤外線背景放射の起源が遠方銀河の活動で説明できることが観測的に明らかになりつつあるが、特に遠赤外線からサブミリ波の波長帯では、まだその全容はつかめていない。高感度かつ高い空間分解能での観測が重要である。

広い領域の掃天観測は、宇宙に存在する天体・天体现象を明らかにする上で必要不可欠な手法である。特に初期宇宙ではどのような天体が存在しているのかは未知であり、偏り（バイアス）無しに、広さ、深さ、分解能、観測波長といったパラメータスペースを広範に探索することが必要である。1990年代後半から、単一望遠鏡によるミリ波・サブミリ波帯での広視野探査が行われてきた。その結果、それまでは知られていなかったミリ波・サブミリ波で明るい銀河が初期宇宙に大量に存在することが明らかになった (e.g., [Smail et al., 1997](#); [Hughes et al., 1998](#))。この銀河は「サブミリ波銀河」と呼ばれ、ダストに厚く覆われ、大規模な星形成活動を行っている爆発的星形成銀河である。サブミリ波銀河は、「宇宙星形成史」「銀河の形成・進化」「宇宙背景光の起源」の理解に重要な役割を果たすと考えられている ([Blain et al., 2002](#))。しかし、地上の単一鏡望遠鏡や宇宙望遠鏡による観測では、空間分解能の制限に起因する「コンフュージョン限界」のため暗い銀河を検出できず、その全体像の理解が阻まれていた。この状況を一変させたのが ALMA である。ALMA はその空間分解能の高さから、コンフュージョンの影響を受けずに銀河の深探査が可能である。さらにその圧倒的な感度により、わずかな観測時間でもそれまでのミリ波・サブミリ波帯望遠鏡に比べて一桁以上も深い観測が可能になった。ダストに隠された星形成活動や、ミリ波・サブミリ波帯背景光に大きく寄与していると考えられている「暗い」サブミリ波銀河まで捉えられるようになった。

このような「暗い」サブミリ波銀河は、多波長での解析や理論モデルとの比較から、遠方宇宙で「普通」の銀河である星形成銀河の主系列 (main sequence of star-forming galaxies) に属することも分かってきた。近傍から遠方の宇宙における星形成活動の9割は、このような「普通」の銀河によって起きていることが知られている (e.g., [Rodighiero et al., 2011](#))。また、ミリ波・サブミリ波帯での宇宙背景光の大半も、このような「普通」の銀河が寄与していると考えられているため、ミリ波・サブミリ波での深い観測が重要になる。

近年、ALMA を用いた深宇宙探査が複数の行われており、暗い天体まで含めたサブミリ波帯天体の理解が大きく進展している (e.g., [Umehata et al., 2015](#); [Kohno et al., 2016](#); [Walter et al., 2016](#); [Dunlop et al., 2017](#); [Franco et al., 2018](#))。しかしながら、これまでに探査された領域は100平方分に満たない。コンピューターシミュレーションによって描き出された $z = 5.7$ (今からおよそ128億年前) におけるダークマターの分布を図 2.1 に示す。密度が

第 2. 初期宇宙における銀河の形成

濃い部分には多くの物質が集まり、大質量な銀河も含めた多くの銀河が形成されると考えられている。宇宙に存在する銀河の一般的な描像を調べるには、この宇宙大規模構造全体をカバーするような広さの探査が必要となる。図 2.1 には、ALMA による深宇宙探査も示しているが、現状では、宇宙大規模構造の非常に限られた領域しかカバーできていない。

LST は、その圧倒的な広さの視野によって、これまでは実現できなかった広視野探査を行う。LST の視野は直径 1 度と、230 GHz 帯では ALMA の約 140 倍、350 GHz 帯では約 200 倍にもなる。これは、視野の面積比に直すと、230 GHz 帯では ALMA の約 20000 倍、350 GHz 帯では約 40000 倍という、非常に大きな違いになる。この広視野および大集光力によって、LST は広くかつ深い探査を実現する。50 m もの大口径を有するため、 ~ 0.1 mJy (5σ 検出限界) という深いコンフュージョン限界で、暗いミリ波・サブミリ波天体まで検出することが可能である。宇宙の大規模構造をカバーし、一般的な性質を探るためには、これまでの ALMA による深宇宙探査の 100 倍以上の探査面積が要求される。これまでの研究で得られたミリ波・サブミリ波天体のナンバーカウントを用いると、1 平方度の面積を 0.1 mJy の深さまで観測することで、2 万を超える天体の検出が予想される。これまでの ALMA による同程度の深さの探査では、高々 100 個程度の検出数であることと比較すると、桁違いの量のサンプルを構築することができる。ナンバーカウントや光度関数といった統計量をより高精度に調べることが可能になり、理論モデルとの詳細な比較検討や、ミリ波・サブミリ波帯における宇宙背景光への寄与を求めることができる。また、存在数の少ない希少な天体の発見にもつながり、初期宇宙における赤外線光度の非常に大きい [$\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot}) \sim 13.5$] 爆発的星形成銀河についても有意な制限を与えることができる (図 2.2)。

銀河の形成・進化や星形成史を明らかにするためには、検出された天体の距離 (赤方偏移) を求める必要がある。ミリ波・サブミリ波で検出された天体の赤方偏移同定は、長年の懸案である。多くの場合、ダストによる減光のため可視光・近赤外線が暗く、分光観測が困難である。また、単一望遠鏡によって検出されたミリ波・サブミリ波天体は、空間分解能の悪さから、可視光・近赤外線対応天体の同定が難しいことも、可視光・近赤外線追観測を難しくしている一因である。このような状況を打開するためには、ミリ波・サブミリ波帯で直接赤方偏移を推定することが重要である。ダスト連続波のスペクトルエネルギー分布の形を多波長で抑えることで、赤方偏移進化を推定する方法も試みられている。しかし、ダスト温度や emissivity index によっても変化するため、赤方偏移の推定精度に課題が残る。そこで不可欠なのが、ミリ波・サブミリ波帯の分光観測である。LST の観測周波数帯では、 $z \gtrsim 6$ の天体からの [C II] や [O III] 輝線、高励起の CO 輝線 ($J_{\text{upper}} \geq 6$) が観測できる (図 2.3)。分光観測でよく用いられる比較的明るい輝線は限られるため、低・中分散で帯域の広い、Deep Spectroscopic High-redshift Mapper (DESHIMA; Endo et al., 2019a) のようなタイプの装置が重要となる。さらに、多天体分光装置が搭載されれば、高い効率で赤方偏移を決定することが可能となり、現状を劇的に改善すると期待される (Karatsu et al. 2019¹; Kohno et al., 2020)。赤方偏移の情報をもとに、銀河の光度および数密度の分布 (光度関数) の赤方偏移進化を探ることができる。特に、赤

¹<https://agenda.infn.it/event/15448/contributions/95630/>

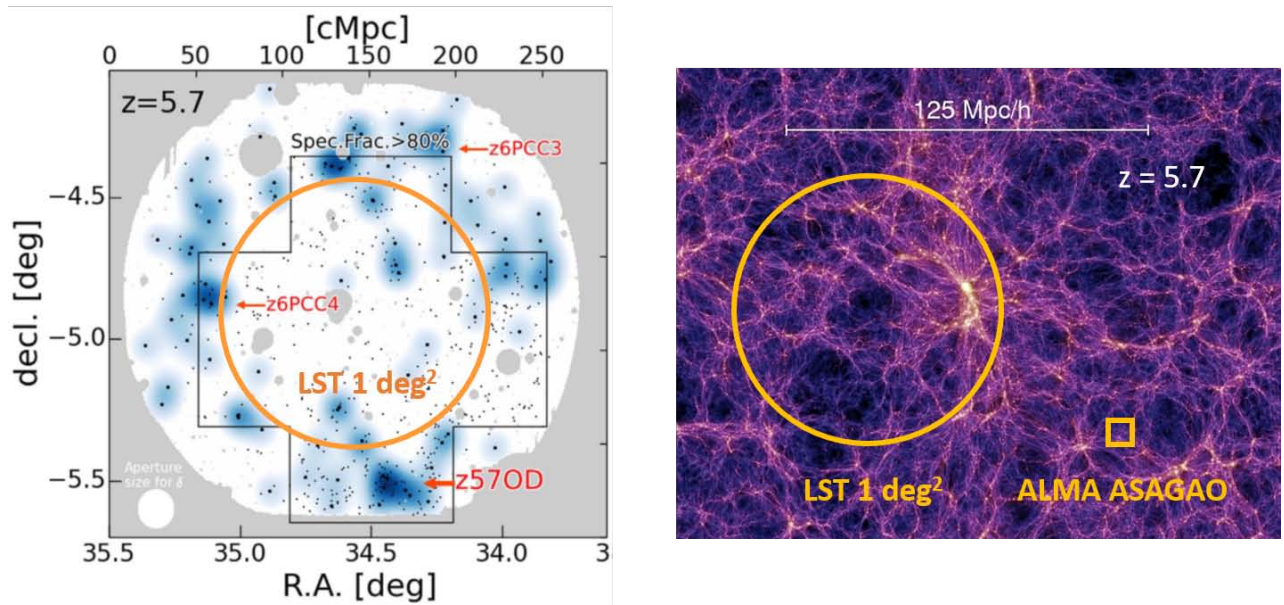


図 2.1: $z = 5.7$ のライマンアルファ輝線天体の分布 (左; Harikane et al., 2019) と、シミュレーションで描き出されたにおけるダークマター分布の様子 (右; Springel et al., 2005b). 橙円は、LST の 1 視野 (1 平方度) での探査領域を示す. 右図の橙枠は、ALMA で行われた深宇宙探査の一つ ALMA twenty-six arcmin² survey of GOODS-S at one millimeter (ASAGAO; Hatsukade et al., 2018) の領域 ($\sim 5' \times 5'$) を表す. ALMA ではここに示された 26 平方分の領域を観測するのに約 90 点のポインティング必要であるに対し、LST では 1 平方度を 1 ポインティングで観測が可能である. LST の広視野探査によって、宇宙の大規模構造の様子を偏りなくとらえることができる. ©AAS. Reproduced with permission.

外線光度関数は、初期宇宙におけるダストに隠された星形成活動やその赤方偏移進化の理解につながる。これまで、ハーシェル宇宙望遠鏡や ALMA によって赤外線光度関数の進化の研究が進められてきたが、まだ不定性が大きいのが現状である (図 2.2)。明るい天体は個数密度が低いため統計量が不足しており、光度関数の明るい側では文献ごと大きな開きな齟齬がある。一方暗い天体は高い感度が要求されるため、サンプル数が限られている。特に初期宇宙、 $z \gtrsim 6$ では、その理解はほとんど進んでいない。LST による大規模深宇宙探査では、高感度かつ広視野の探査を行い、サンプル数をこれまでの 100 倍以上に拡大することで、明るい稀な天体や暗い天体ともに十分な統計量を確保する。これまでの研究で求められた光度関数 (Gruppioni et al., 2020) を仮定すると、1 平方度の探査によって赤方偏移 $3.5 < z < 4.5$ や $4.5 < z < 6$ の時代における明るい天体 ($\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot}) \sim 13.5$) を、それぞれおおよそ 10 天体以上検出できると期待される。また、コンフュージョン限界 (~ 0.1 mJy, 5σ 検出限界) の深い観測では、過去の研究から赤外線光度の暗い $\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot}) \sim 11.5$ の初期宇宙の銀河の検出が期待できるため (e.g., Dunlop et al., 2017; Yamaguchi et al., 2020; Fudamoto et al., 2021), 赤外線光度関数の暗い側についてもこれまでの 10 倍以上の精度で求めることが可能となり、理論モデルへの制限や (図 2.2) ミリ波・サブミリ波帯における宇宙背景光の制限につながる。

このように、LST の広視野深探査および多天体分光観測によって初期宇宙におけるダストに隠された銀河の数

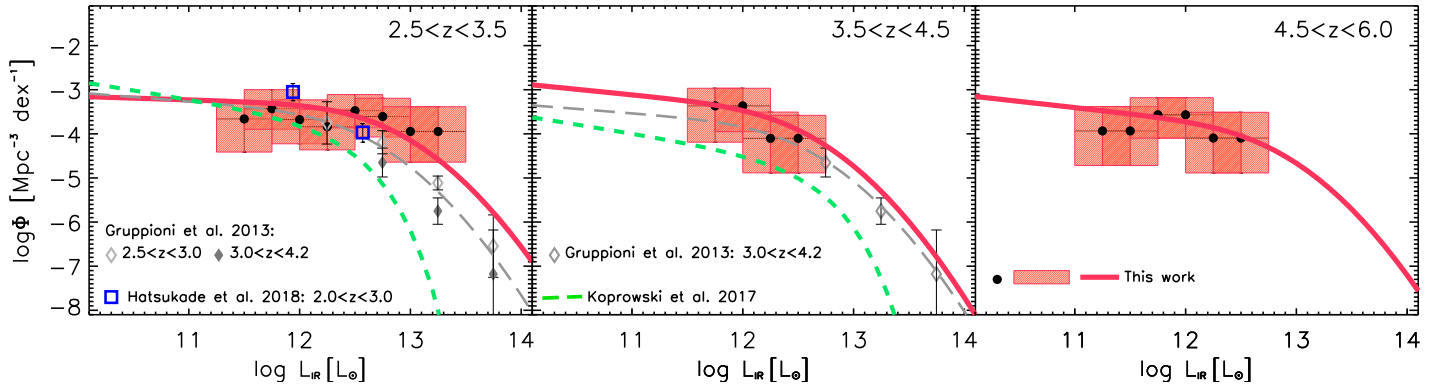


図 2.2: これまでの遠赤外線・サブミリ波・ミリ波観測で得られた $z > 2$ における赤外線光度関数の例 (Gruppioni et al. (2020) の図を改変). LST では, 広域深探査によってこれまでの 100 倍以上のサンプルを構築し, 光度関数の明るい側から暗い側 ($\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot}) \sim 11.5$) までをこれまでにない高い精度で明らかにすることで, モデルとの詳細な比較が可能となる. さらに, 存在数の少ない明るい天体を検出することで, これまでサンプルされていなかった光度関数の明るい側にも初めて制限を加えることができる. Reproduced with permission from Astronomy & Astrophysics, ©ESO

密度や星形成活動を高い精度で求めることが初めて可能になるが, 他の望遠鏡とのシナジーによって, より詳細な研究を効率よく進めることができる. まず想定されるのは, 現在稼働中であり世界最高性能のミリ波・サブミリ波帯干渉計である ALMA との連携である. ALMA の高い空間分解と感度を活かし, LST で見つかった天体を追観測することで, 初期宇宙の銀河についての詳細な研究が可能となる. 見つかった銀河が衝突・合体途上なのか, 孤立した銀河なのか, またその銀河の内部構造を調べるためには, 1 kpc ($z \sim 4-5$ で約 0.15 秒角) を切る空間スケールでの研究が必要になる. このような高い空間分解能での観測は, 次世代大型望遠鏡として計画されている next generation Very Large Array (ngVLA; 次世代大型電波干渉計) との連携も重要になる. ngVLA は 263 台のアンテナを配置し, 1–100 GHz 帯において, 大集光力・高空間分解能を実現する. 2030 年代中ごろに本格運用が見込まれており, LST との相乗効果が期待される. ngVLA では, LST よりも低い周波数帯をカバーするため, 天体の赤方偏移を決める上でも重要になる. 赤方偏移を正確に求めるには 2 つ以上の輝線の検出が重要となるが, LST の低周波数帯 (<100 GHz) では, 観測しやすい明るい輝線が限定される. 例えば, 低励起の CO 輝線は $z \gtrsim 6$ の天体では赤方偏移して <100 GHz に移るため, ngVLA での観測が欠かせない (図 2.3). 赤方偏移の決定に加えて, 低励起の CO 輝線の観測からは, 銀河の分子ガス質量や星形成の効率といった基本的な物理量を導くこともできる. シナジーが期待されるもう一つは, 赤外線光度のより正確な見積もりである. 活発な星形成活動を行う銀河のスペクトルエネルギー分布のダスト熱放射の成分は静止系で 100 μm 付近にピークが来るため, 赤外線光度を見積もるためにはそのピークの前後の波長帯を含めたデータ点が必要となる. しかし, LST の観測波長帯では長波長側しか観測することができないため, 赤外線光度を見積もるためにはダストの性質 (温度や放射率の周波数依存性) を仮定する必要があり, 不定性が生じる. そのため, 短波長側を観測することのできる望遠鏡とのシナジーが重要である. 将来計画として, 遠赤外線波長帯を観測する宇宙望遠鏡が複数検討されている. また, 南極大陸に 30 m 級の望遠鏡を設置し

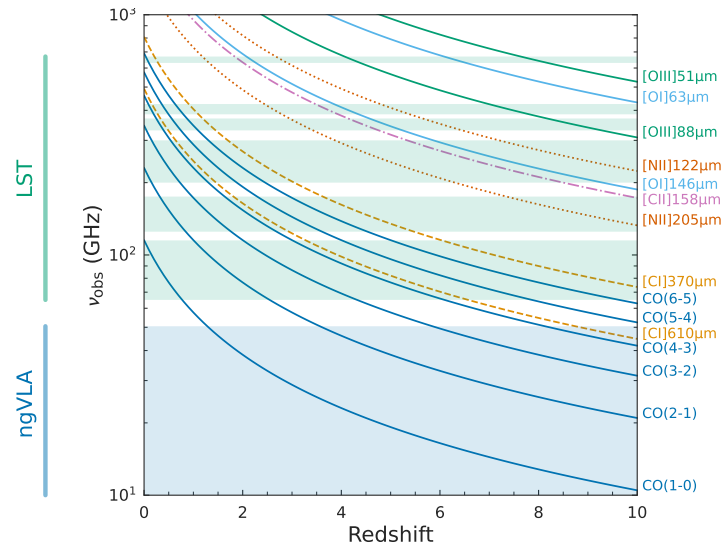


図 2.3: 主な原子・分子ガス輝線の観測周波数が、赤方偏移によってどのように変化するかを表す. LST の 90–600 GHz 帯の観測周波数帯を緑色の帯で示す. ngVLA で計画されている band 3–5 の観測周波数帯を青色の帯で示す.

てサブミリ波・テラヘルツ波観測を実施する計画も進められている。

隠れた星形成

● 未だ発見されていない「隠れた」銀河

宇宙初期に存在する銀河を発見することは銀河の進化過程を辿る研究を行う上で極めて基本的かつ、重要である。これまでの高赤方偏移銀河の探査では、可視光・近赤外線望遠鏡による観測が中心的な成果を残してきた。特に、広視野・高感度な観測を行う技術が早くから発達してきたことで、これまでに何度も最遠方銀河の発見記録を塗り替え (e.g., [Oesch et al., 2016](#); [Jiang et al., 2021](#)), さらに宇宙誕生後 10 億年以内という初期の宇宙において数多くの銀河を検出することで、これまでの我々の銀河進化・形成の知識の多くを形作ることを可能にしてきた (e.g., [Bouwens et al., 2015b](#); [Aihara et al., 2018b](#)). しかしながら、これらの可視光・近赤外線を用いた探査では内部に大量のダストを持つ銀河の検出は困難であり、一部の銀河は見逃されているのではないかと長らく予想されてきた。可視光・近赤外線は遠方銀河の静止系における紫外光を観測しており、その紫外光はダストによって大きく散乱・吸収され、減光してしまうからである。そのため、ダストに覆われて紫外光が吸収された「隠された」銀河の活動は可視光・近赤外線による観測からは直接検出することが難しい。

ダストに隠され、可視光・近赤外線では検出が難しい遠方銀河は 1990 年代にサブミリ波望遠鏡が稼働し、遠方銀河からのダストによる放射が観測され始めることにより発見された (e.g., [Smail et al., 1997](#)). これまで見つかったダストに隠された銀河の多くは、爆発的星形成銀河と呼ばれる、一般的な銀河と比べると異常に大きな星形成率を持つ銀河が多くを占める (e.g., $\sim 100 - 1000 M_{\odot} \text{yr}^{-1}$). それらの銀河では、激しい星形成活動により大量のダストが作られ、そしてそのダストが星形成によって放たれる大量のエネルギーを吸収・再放射する。それらの非常

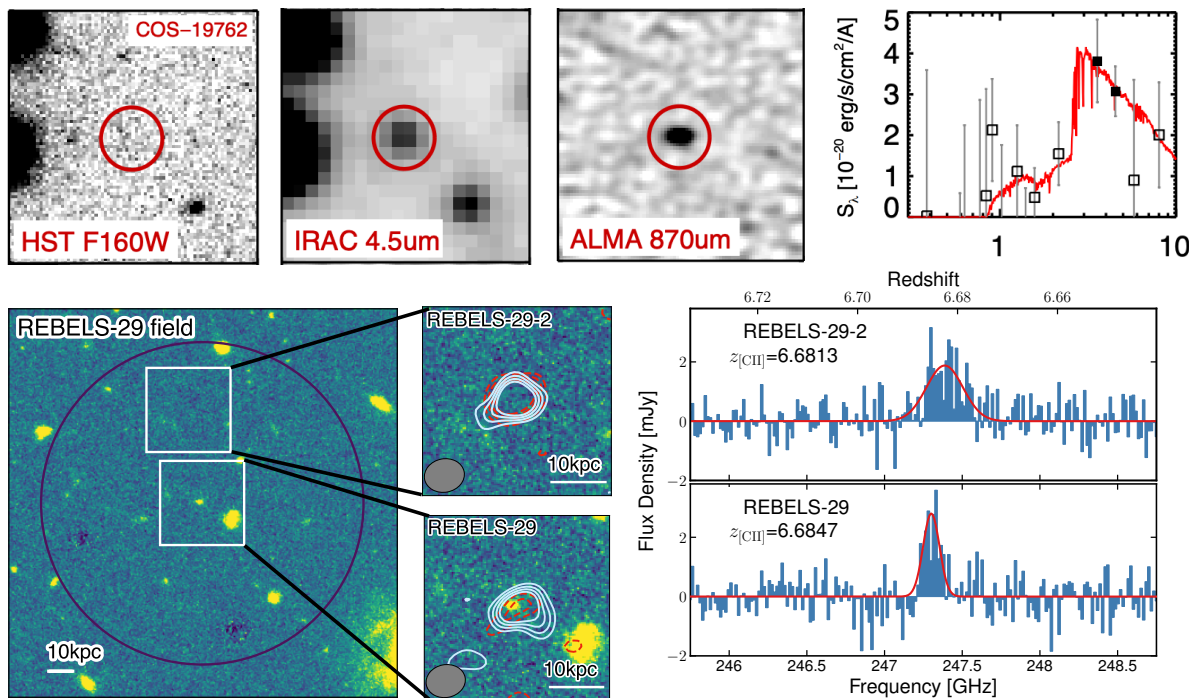


図 2.4: (上図) Wang et al. (2019b) より改変. (左) HST F160W では検出されない測光赤方偏移 4 程度の銀河が (中) Spitzer IRAC 4.5 μm , ALMA 870 μm の連続光観測によって検出された. (右) 検出される波長が限られるため一般的に測光赤方偏移などの不定性は大きい. (下図) Fudamoto et al. (2021) より改変. HST F140W の撮像データを背景として, ALMA 望遠鏡によるダスト連続光 (赤色破線コントア), [CII]158 μm 輝線 (白色実線コントア) を描いている. 画像中央の HST で明るいく検出されている銀河 (REBELS-29; 赤方偏移 6.68) を ALMA 望遠鏡で観測した際, HST の画像では何も検出されていない天域からもダスト連続光, そして赤方偏移 6.68 を示す [CII]158 μm 輝線を同時に検出し, $z > 6$ を超える宇宙にダストに隠されている新たな銀河を見つけた. Reproduced with permission from Astronomy & Astrophysics, ©ESO

に明るいダストからの遠赤外線放射は地上のサブミリ波単一鏡望遠鏡やハーシェル宇宙望遠鏡などを用いて広い天域にわたる探査が行われてきた (e.g., Strandet et al., 2016; Valiante et al., 2016). しかしながら, これまでのサブミリ波望遠鏡の感度, 視野, そして分解能の限界により, 星形成率が 10 から 100 $M_\odot \text{yr}^{-1}$ 程度の main-sequence 銀河という, いわゆる「普通」の活動を行なっている銀河でもダストに隠されているものが存在するのかどうかを正確に研究するための探査を行うことができていない. 特に, 高赤方偏移 ($z > 6$ など) において, ダストに隠された銀河の個数密度は低赤方偏移 ($z < 3$ など) と比べて比較的小さく, 広い天域の高感度観測が必要となっており, これまでの望遠鏡や検出器による制限から研究が未だ進んでいない.

近年, ALMA 望遠鏡により, 極めて感度の高い観測が可能になったことで, これらのダストに隠されている可視光・近赤外線では検出できない銀河の研究が急速に進んできた. 特に, 高赤方偏移の宇宙, さらには宇宙再電離期といった宇宙の歴史上極めて重要な年代においても, ダストに隠され, 今まで見つかっていない「普通」の銀河が存在することが知られ始めてきた. スピッツァー宇宙望遠鏡による観測される 3–5 μm の波長でのみ明るく検出される銀河の追観測 (Wang et al., 2019b), そして, 初期宇宙にある銀河の高密度領域 (Fudamoto et al., 2021) といっ

た2つの対象を用いることによって、これまでの可視光・近赤外線観測では遠方宇宙（赤方偏移7程度）において、保守的に見積もっても $\sim 10 - 20\%$ 以上の星形成活動がダストに隠されて見逃されてきたことが判明した。言うなれば、5個から10個に一つか又はそれ以上の数の銀河はまだ見つけれられておらず、初期宇宙の星形成活動に対する我々の知識は未だ不完全である、ということの意味する。特に、後者の研究においては、これまで可視・近赤外望遠鏡や、スピッツァー宇宙望遠鏡などの赤外線観測でも全く検出されていなかった銀河の発見と、それら銀河の赤方偏移の分光同定までをALMA望遠鏡を用いた一度の観測で行うことができた貴重な例である（図2.4）。しかしながら、この探査の方法では、ALMA望遠鏡の視野（230 GHz帯で直径25秒角程度）に制限されており、非常に狭い宇宙の領域しか探査を行うことはできない。一般的には、ダストに隠された銀河は限られた波長でしか検出されていないため、推定される測光赤方偏移は精度が悪い。このため、赤方偏移を分光同定するための輝線観測などの追観測は、ALMA望遠鏡の比較的狭いバンド幅の中（ ~ 8 GHz程度）で効率的に行うことは難しい。（1）広視野の天域を高感度に観測し、（2）広帯域観測によって輝線（[CII]158 μm や [OIII]88 μm 輝線など）を探査する。この2点が同時に満たされることで、これらダストに隠された銀河が存在するのかを精度よく見出すことができる。この観測が可能になることで、宇宙初期における重要な星形成銀河をもれなく発見することができ、そして、その中で起こる星形成活動をより完全な形で知る、という極めて重要な研究が初めて可能になる。

LST単独での運用において、直径1度の視野を持ち、連続光におけるコンフュージョンリミットの検出限界が0.1 mJy (5σ)、輝線感度は100 km s⁻¹の速度幅で0.5 mJy (300 km s⁻¹の線幅を仮定し、輝線1/3において 5σ 検出限界)といった広視野・高感度観測をルーチンとした運用を行うことが、これまで見つかったダストに隠された銀河の検出に必要である。これらの観測により、これまでALMA望遠鏡で徐々に見つかった比較的暗いダストに隠された遠方銀河を発見し、そしてその数密度を正確に求めることができる。これらの感度は、赤外線光度にして $5 \times 10^{11.5}$ 太陽光度程度（星形成率では50 M_☉ yr⁻¹程度）であり、現在知られている爆発的星形成銀河よりも典型的に10分の1以下程度の明るさをもったmain-sequence銀河に対応する。Fudamoto et al. (2021)において、赤方偏移 $z \sim 7$ 程度の宇宙におけるダストに隠されたmain-sequence銀河の個数密度を0.1 arcmin⁻² ($\Delta z = 0.5$ にける体積密度にして 2.1×10^{-5} Mpc⁻³)程度はないかという試算を行った（図2.5）。この試算は、高赤方偏移宇宙において銀河がどのように群れているか（クラスタリング）についての仮定が極めて大きな不定性を与えており、クラスタリングのモデルにより10分の1程度以下になる可能性もある。直径1度の視野をもった観測を行うことで、銀河を1視野内に30から300個程度捉えることができる。宇宙における銀河の密度の偏り（cosmic variance）からの影響を抑え、現在知られている銀河のクラスタリングの不定性を制限する必要がある。

将来的な望遠鏡計画と合わせると、ユークリッド・ローマン望遠鏡でも見えない銀河をLSTで探査することによってより高赤方偏移（8以上）の宇宙におけるダストに隠された銀河の探査が可能になる。その際、極めて広い周波数帯の輝線探査を効率的に行うことが赤方偏移の分光同定に欠かせないものとなる（輝線探査の効率については以下「巨大銀河の形成」を参照）。これらの新たなパラメータスペースを開拓するLSTにより、宇宙におけるダス

トに隠されて見えない銀河の形成・進化への強い制限が可能になる。

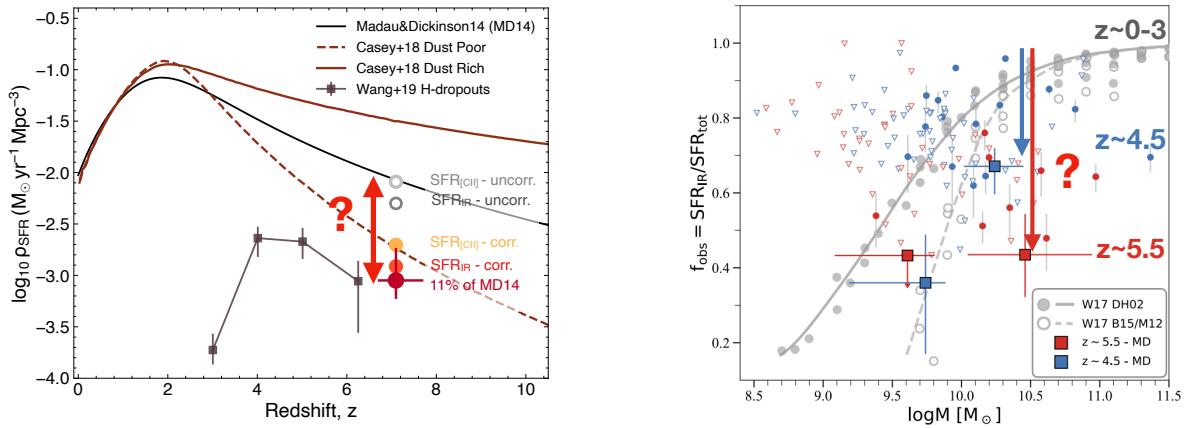


図 2.5: (左図) Fudamoto et al. (2021) より改変. 宇宙の星形成率密度の赤方偏移変化を示す. 赤-黄色のデータ点は, 近年判明した赤方偏移 7 程度の宇宙におけるダストに隠された銀河からの新たな寄与 (10 – 20 %) を示す. しかしながら, これらの推定は, 銀河の群れ具合 (clustering effect) の不定性が大きく正確な値は未だ求まっていないため, 保守的な見積もりによる下限値として推定された値である. (右図) Fudamoto et al. (2020) より改変. 銀河の星形成活動の obscured fraction を銀河の星質量の関数として描いている. 赤方偏移 0 から 3 にかけては, obscured fraction は赤方偏移によって変化せず, ある星質量では平均して同じ obscured fraction であるのに対し, 赤方偏移 4 を超えた銀河の観測では赤方偏移が上がるにつれ obscured fraction が急速に低くなっており, よりダストに隠されていない星形成活動が卓越し始めていることを示している. ALMA 望遠鏡による観測結果をさらにバイアスのない, 星質量でコンプリートな銀河のサンプルを得るためには広視野をもったサブミリ波望遠鏡による観測が必要である. Reproduced with permission from Astronomy & Astrophysics, ©ESO

● 他の望遠鏡で見つかった銀河の「隠れた」活動

特に, 近年の ALMA 望遠鏡の活躍により, 宇宙が誕生して間もない初期 (赤方偏移 7 以上) に存在する銀河にも大量のダストが存在することがわかってきた (e.g., Watson et al., 2015; Hashimoto et al., 2019; Tamura et al., 2019). これは, 初期宇宙に存在する銀河の中で急速にダストが生成され, そしてこれら銀河の中にダストに隠された活動があることを端的に示している. 一方で, ALMA 望遠鏡による銀河の大規模観測からは, 赤方偏移が 4 を超える宇宙において星形成活動のダストに隠されている割合 (obscured fraction) は赤方偏移が上がるにつれて平均的に低くなっているということが示され始めている (e.g., Bouwens et al., 2020). しかしながら, これらの観測は未だ比較的少ない銀河の観測 (100 個程度) に基づいており正確な結論は得られていない. ダストに隠された, いまだ存在が知られていない銀河の探査に加え, 既に発見されている銀河の中に存在するダストに隠された性質を知ることで, 初期宇宙における銀河の活動の全貌を初めて得ることができる.

特に, 静止系紫外光による観測で得られたダストに隠されていない銀河の星形成活動, そして ALMA や LST などのサブミリ波観測から得られるダストに隠された星形成活動を合わせることで, 銀河の全星形成活動を知ることができる. これらの観測はこれまでも ALMA を用いた高感度観測により精力的に行われてきたが, 視野が極めて狭いという ALMA 望遠鏡の性質上, 必然的に数多くの銀河を観測することは難しく, 数少ない銀河を選択した観測が

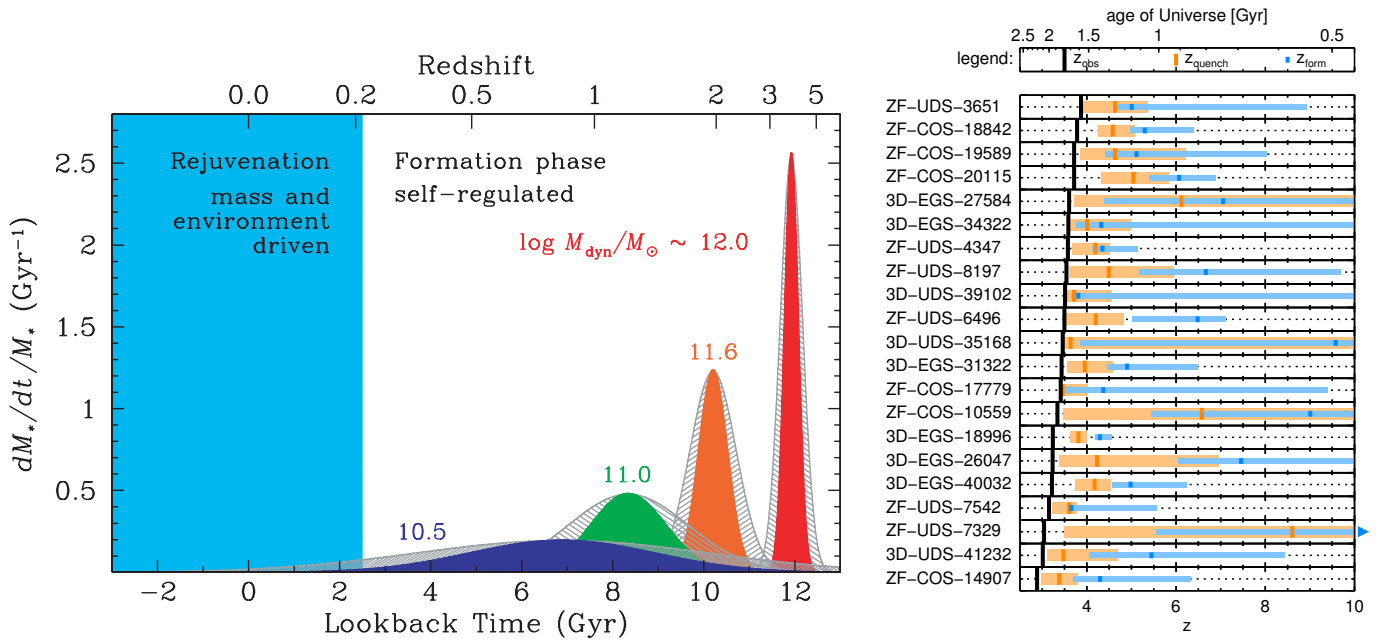


図 2.6: (左図) 近傍早期型銀河の可視分光観測から推定される星形成史 (Thomas et al., 2010). 縦軸は星形成率を星質量で割った specific star formation rate. 赤色で示した $\log(M_{\text{dyn}}/M_{\odot}) \sim 12$ の質量の大きな銀河は、 $z \sim 4$ の時代に短いタイムスケールの星形成活動を経験したことを示唆している。(右図) $z = 3 - 4$ の受動的銀河の近赤外分光観測から推定される星形成史 (Schreiber et al., 2018). 青いバーが形成時期を示しており、これらの銀河は $z = 5 - 7$ の時代に形成したことを支持している。

行われてきた (e.g., Fudamoto et al. 2020; 図 2.4). 特に、その観測対象としては非常に星質量が大きく、また紫外線光度が高い銀河、または紫外波長帯の明るい輝線により分光赤方偏移が確度よくわかっている銀河が対象として選ばれてきた。LST による広視野探査では、すばる望遠鏡、ユークリッド、ローマン望遠鏡などと合致した視野で観測を行い、星質量で偏向のない銀河サンプルのサブミリ波観測を行うことが可能になり、ALMA 望遠鏡により得られ始めた知識を偏りのないものとする事ができる。特に、低質量銀河が個別には検出が難しい場合、可視光・近赤外線などの他波長における観測で検出された銀河を用いたスタッキング解析を行うことで、その銀河種族の偏りのないサンプル選出を行った上で平均的な性質を導き出すことができる。すばる望遠鏡、ローマン望遠鏡などと同等の視野を獲得することで、シナジー効果は最大となる。

巨大銀河の形成

階層的構造形成モデルにおいては、宇宙初期の小質量銀河が、星形成活動に加えて、他の銀河との合体を繰り返し、徐々に大きな銀河へと成長していく。成長した大質量銀河はやがて星形成活動を止め、受動的に進化し、現在の宇宙では楕円銀河として存在していると考えられている。可視分光観測から推定される楕円銀河を含む近傍早期型銀河の星形成史は、質量の大きな銀河ほど宇宙の初期に、そして短いタイムスケールで形成したことを示している (図 2.6)。さらに近年の近赤外分光観測によって、赤方偏移 $z = 3 - 4$ にある星形成活動を止めた大質量の受動的銀河

が続々と発見されてきており、これらの銀河は $z > 4$ の時代の激しい星形成活動 ($\text{SFR} \sim 300 M_{\odot}^{-1}$, 数億年のタイムスケール) によって形成されたことを支持している (図 2.6). 測光観測においてはすでに $z \sim 6$ の受動的銀河の候補が報告されているものの (Mawatari et al., 2020), 分光確認された受動的銀河の現在の最遠方記録は $z = 4.01$ である (Tanaka et al., 2019). この記録は主に地上から観測できる波長帯 ($< 2.3 \mu\text{m}$) で制限されており, $2\text{--}5 \mu\text{m}$ での高感度分光観測を実現する James Webb Space Telescope (JWST) によって, 今後数年以内に $z = 5\text{--}6$ にある大質量 ($\log(M_{\star}/M_{\odot}) \sim 11$) の受動的銀河が分光確認されると期待される. その時にはこれらの銀河の祖先の有力候補である $z > 6$ で激しい星形成を伴う銀河, つまりサブミリ波銀河が, 巨大銀河の形成過程を理解する上で, 今以上に重要な位置を占めているだろう. 星形成活動が $\text{SFR} \sim 100 M_{\odot}^{-1}$ より小さい銀河の場合, $\log(M_{\star}/M_{\odot}) \sim 11$ の星質量に到達するまでに 10 億年かかるため, $z = 6$ の宇宙年齢である 9 億年より長くなってしまう. そのためサブミリ波銀河の一般的な定義は明確ではないが, ここでは $870 \mu\text{m}$ で 1 mJy ($\text{SFR} \sim 100 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$) を超えるような銀河を主な観測対象とする.

ALMA の観測によって $z = 4\text{--}6$ では多くのサブミリ波銀河が同定されている一方で, $z > 6$ では $z = 6.9$ の SPT0311-58 (Marrone et al., 2018), $z = 6.3$ の HFLS3 (Riechers et al., 2013), $z = 6.0$ の G09-83808 (Zavala et al., 2018) の 3 天体しか分光確認されていない. SPT0311-58 と HFLS3 の 2 天体は $870 \mu\text{m}$ で 15 mJy ($\text{SFR} > 1000 M_{\odot}^{-1}$) を超えるような特異天体である一方で, G09-83808 は重力レンズによる増効率が 8–9 倍と大きいため, 本質的には $870 \mu\text{m}$ で 4 mJy 程度 ($\text{SFR} \sim 400 M_{\odot}^{-1}$) であり, この時代においてはより一般的な星形成銀河と言える. 理論モデル (Popping et al., 2020) では $z = 6\text{--}7$ にある 4 mJy の天体の表面個数密度は 1 平方度当たり 0.3 個と少ない一方で, 1 mJy の天体まで含めると 1 平方度当たり 8 個まで増えると期待されるが, 観測によって直接的に制限が与えられていないのが現状である. 巨大銀河の $z > 6$ での祖先となるようなサブミリ波銀河の表面個数密度の測定, さらに $z = 7\text{--}8$ を超えるサブミリ波銀河の発見が, 巨大銀河の形成過程を理解するために LST で解決すべき重要な課題である.

$z > 6$ にあるサブミリ波銀河を同定するためには, まずは $870 \mu\text{m}$ で $5\sigma \sim 1 \text{ mJy}$ の感度の広視野探査を行う必要がある. 表面個数密度が 1 平方度当たり 8 個を想定した場合, cosmic variance の影響を考慮し (Trenti & Stiavelli, 2008), 10% の精度で表面個数密度を測定するためには, 15 平方度以上の探査領域は必要である. 15 平方度の領域に $z = 6\text{--}7$ にあるサブミリ波銀河は 120 個と期待される一方で, $z = 4\text{--}6$ で $\sim 1,600$ 個, $z < 4$ で $\sim 90,000$ 個ものサブミリ波銀河が検出されると期待される (Popping et al., 2020). これら 90,000 個のサブミリ波源から $z > 6$ (または $z > 4$) の銀河を LST で効率的に同定していく必要がある. LST の $870 \mu\text{m}$ での空間分解能は 4–5 秒角であることから, 多くの天体で可視・近赤外での対応天体を直接同定し, 測光赤方偏移を得ることができる. このことから深い可視・近赤外域での測光データは必須であり, すばる望遠鏡やユークリッド, ローマン宇宙望遠鏡の広域探査との協調は必要不可欠である. サブミリ波銀河はダスト減光の影響を強く受けているため, 可視・近赤外データに基

づく測光赤方偏移は $z > 4$ において不定性が大きいものの, $z < 4$ にある天体を除く目的においては効果的である. また可視・近赤外での対応天体がないものも 1 平方度当たり 500 個ほど検出されると期待されるが (Wang et al., 2019b), これらは $z > 4$ の可能性が高いため, 全て LST で分光すべきである.

LST に最も求められるのは, 高効率な分光観測を実現する機能である. $z > 4$ にあるサブミリ波銀河の分光赤方偏移を得るためには, [C II] 輝線を観測するのが感度的には最も容易である. G09-83808 の [C II] 輝線フラックスをサブミリ波フラックス密度でスケールすると (Zavala et al., 2018), 1 mJy のサブミリ波銀河から期待される [CII] 輝線フラックスは 0.4 Jy km s^{-1} (600 km s^{-1}) である. 重力レンズによる増光がなくとも, ALMA であれば 15 分の積分時間で [C II] 輝線を 5σ 検出することができる. LST の口径が 50m とすると約 3 倍の 45 分の積分時間で同様な検出が可能となる. 一方で 1 mJy のサブミリ波銀河から期待される CO $J = 6-5$ 輝線フラックスは $0.026 \text{ Jy km s}^{-1}$ であり, 5σ 検出するためには ALMA で 60 時間もの積分時間が必要となる. ここで問題となるのは, $z = 4 - 8$ に赤方偏移した [C II] 輝線の観測周波数は 210-380 GHz であり, 170 GHz という広い周波数範囲を観測しなければいけないことである. ALMA が一度に観測できる周波数範囲は現在の 7.5 GHz から 15 GHz に今後拡張される見込みであるが, LST で 170 GHz に渡るスペクトルを一度に取得することができれば, 観測効率が ~ 11.3 倍向上する. LST で 1 天体ずつ観測する場合, アンテナの口径面積に相当する感度の差 (~ 3.1 倍) を考慮しても, ALMA に比べて ~ 3.7 倍効率的な分光探査が可能となる. 分光観測すべきターゲットが 1000 天体以上であることを考えると, 多天体分光機能によるさらに高い観測効率の実現が求められる. $z > 4$ にあるサブミリ波銀河の表面個数密度に合わせて, 300 平方分角より大きな視野内で 10 天体程度の多天体分光観測が実現できると, ALMA より 37 倍効率的な分光探査が可能となる.

以上の大規模分光探査が実現すれば, $z = 4 - 8$ におけるサブミリ波銀河の表面個数密度の赤方偏移進化を確定し, 巨大銀河がいつ, どのような頻度で形成されてきたのか明らかにできるだろう. また LST で発見・同定した銀河を ALMA や JWST で空間分解して観測し, 力学状態や星・ガス・ダストの空間分布などを調べることも巨大銀河の形成過程を理解する上で重要である.

広視野観測により期待される新発見

近年の観測機器の発展により, 赤方偏移 6 を超える初期宇宙においても多種多様な銀河が現在観測されつつある. 一方で, 現在の銀河サーベイでも観測されていない現象や天体は未だ数多く存在する事が考えられる. ここでは, LST の持つ驚異的なサーベイ能力を踏まえ, 今後期待される新発見として, (1) 種族 III 星からなる星団, (2) 球状星団形成の現場, (3) 最遠方の塵に覆われた銀河について考える.

現在の構造形成論では, まず始めにミニハローが形成され, 水素分子を介した冷却によりガスが重力収縮し, 初代星 (種族 III 星) が形成される (e.g, Yoshida et al., 2008). その後, 種族 III 星は典型的に質量が重く, 寿命が短い事

第 2. 初期宇宙における銀河の形成

から数百万年後には超新星爆発を引き起こし周囲に重元素を放出する (Smith et al., 2015; Chiaki et al., 2018; Abe et al., 2021). それと同時に、ハローの質量はハロー同士の合体や物質降着を経て徐々に大きくなっていき、 $10^8 M_{\odot}$ 程度の重さになると星団形成、連続的な星形成が可能な初代銀河が出来る (Wise et al., 2012; Yajima et al., 2017). しかし、初代銀河内でどのような星形成が進んだのかは良く分かっていない。もし、種族 III 星による重元素汚染が十分でなく、重元素を含まない始原ガスが初代銀河に降着した場合、初代銀河内では、金属を含む種族 II 星だけでなく、種族 III 星の星団も形成されるだろう。また、局所的に紫外線輻射場が強い場所では、ミニハロー内での星形成が抑制されるため、始原ガスを保持した状態で初代銀河に合体・集積していくことになる。こうして、重元素、ダスト、種族 III 星、種族 II 星が混在した特異な天体が初期宇宙では形成していた可能性がある (図 2.7). この初代銀河における混合星種族の発見は、世界初の初代星直接観測、及び宇宙最初の重元素汚染の観測と言える。混合星種族の状態はサブミリ波帯と近赤外線で特徴的なスペクトルを示しうる。まず、初代星は星の有効温度が $T_{\text{eff}} \sim 10^5 \text{ K}$ と高く、高エネルギー光子を効率良く放射する (Schaerer, 2002). そのため、付近の酸素が 2 階電離状態となり、[OIII] 88 μm 輝線が非常に強くなる。そこで、あたたかい星間ガスから放射される [CII] 158 μm との光度比を使い、 $L_{\text{[OIII]}}/L_{\text{[CII]}}$ が 10 を大きく超える天体を見つける。これが候補天体となりうる。これは LST 単独の観測のみで研究が可能である。また、LST 観測開始時期には、JWST によって近赤外線のデータが豊富にある可能性がある。種族 III 星はヘリウムの 2 階電離を引き起こす。そのため、JWST 観測によって、ヘリウム 2 階電離による再結合輝線を持つ候補天体が見つかる可能性がある。しかしながら、ヘリウム輝線は水素ライマンアルファ輝線に比べても一桁以上暗く、限られた観測時間で高い S/N を得ることは難しい (Yajima & Khochfar, 2017; Vikaeus et al., 2022). したがって、LST によるフォローアップ分光観測によって、強固に初代銀河内の初代星を確定させる事が重要である。

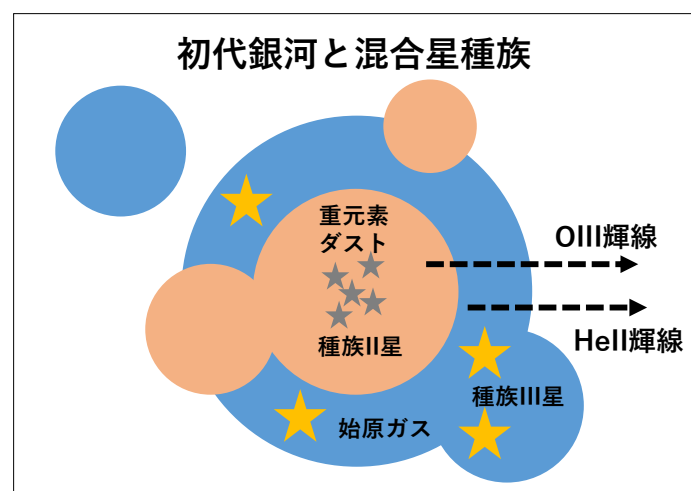


図 2.7: 初代銀河内の混合星種族形成の概略図。超新星爆発による重元素汚染が十分でない、もしくは重元素を含まない始原ガスが降着した場合、種族 III 星と種族 II 星が共存する事が予想される。

その後、初代銀河のハロー質量が増加していき、重力が強くなるにつれ銀河内には高密度なガス円盤が作られていく (e.g, Oh & Haiman, 2002; Pawlik et al., 2011). そして、そのような高密度円盤内でコンパクトかつ超高密度

なガス雲が作られた場合は、その中で球状星団が形成される可能性がある (Ricotti et al., 2016). 球状星団は初期宇宙と近傍銀河を結びつけ、宇宙論的な銀河進化を理解する上で鍵となる天体である。また、球状星団は形成現場の観測がほとんど無いことから、発見から 100 年以上たった現在でも形成メカニズムは分かっていない。近傍銀河で発見されている super star cluster は近い質量と星密度を持つ類似天体ではあるが、サンプル数が非常に少なく典型的な金属量も違うため、球状星団との関係はよく分かっていない。そこで、LST の広域サーベイを駆使することで、球状星団を形成中の初代銀河を観測することを考えてみる。現在の球状星団の数と年齢分布を考えると、球状星団の形成率密度は赤方偏移 6 以上において $\sim 5 \times 10^{-3} M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ cMpc}^{-3}$ である (Katz & Ricotti, 2013). ここで、典型的な球状星団の質量を $10^6 M_{\odot}$ 、形成時間を 1 Myr とした。形成途上の球状星団は塵を含む超高密度かつコンパクトなガス雲に覆われている。星団質量、ガス雲のサイズを考慮し、太陽近傍のダストと金属の質量比を仮定した場合、金属量が太陽の 100 分の 1 程度であった場合でも、紫外線に対して光学的に厚い状態となる。そのため、形成途上の球状星団は赤外線で見え、かつダストの温度は 100K 以上の高温状態になっていると考えられる。このダスト温度は、高赤方偏移サブミリ波銀河の典型的なダスト温度と比較して数倍高いため区別が可能である。そのピーク波長は赤方偏移 5 – 15 に天体がある場合、静止系では $\sim 230 - 530 \mu\text{m}$ となる。一方で、通常の星形成銀河でダスト温度 30 K を仮定した場合は、ピーク波長は $\sim 690 - 1590 \mu\text{m}$ となるため、短波長での分光観測が重要となる。したがって、空間、波長とも驚異的なサーベイ能力を持つ LST によって高温ダストソースを調べる。その後、ALMA 望遠鏡による空間高分解観測によって、高温ダストソースの位置を特定していく。もし、銀河の中心にある場合は、活動銀河核周囲のダスト熱放射の可能性が高いため、銀河中心から外れた位置にあるソースが重要となる。銀河中心の同定は [OIII] 88 μm 輝線や [CII] 158 μm 輝線マップを用いる。もし、全体の星形成が高くダストに覆われている場合は、滑らかな低温ダスト分布に対してホットダストスポットが観測されるだろう。この球状星団を保持する初代銀河の発見によって、初代銀河内の星間ガスの研究、そして球状星団の形成条件を明らかに出来る。また、形成途上の球状星団の大局的分布と近傍銀河ハロー内の球状星団分布を比較することで、銀河進化史の理解に道筋をつけていく。

さらに構造形成が進んでハロー質量が大きくなり、星形成が進むと銀河内にダストが蓄積されていく。それにより、塵に覆われた爆発的星形成銀河が形成される。宇宙大規模構造における高密度領域では、赤方偏移 6 においても天の川銀河程度の大質量銀河が既に 100^3 cMpc^3 あたり数個程度形成されていると考えられる。このような初期宇宙の大質量銀河は、星の紫外線の大半がダストによって吸収されていることが数値シミュレーションによって示唆されている (Yajima et al., 2022). これらの輻射輸送シミュレーションによると、赤方偏移 10 においてもハロー質量が $10^{11} M_{\odot}$ を超えると、ダストに覆われた銀河が形成される。このような数値シミュレーションを用いて、ハロー質量とサブミリ波フラックスの関係を各赤方偏移で導出し、ハロー質量関数と組み合わせることでサブミリ波光度関数を理論的に作成することが出来る。図 2.8 は赤方偏移 3, 6, 10 における波長 1.1mm の光度関数である。LST により 0.1 mJy の感度で 1 Gpc^3 の体積をサーベイした場合、赤方偏移 10 のダストに覆われた銀河が観測出来る可能

第 2. 初期宇宙における銀河の形成

性がある。このように、LST の広域サーベイは超遠方銀河の探査にとって強力なツールとなりうる。また、このような理論モデルと LST による広域サーベイの結果を比較することで、標準的構造形成論や銀河理論モデルの検証を行う事が可能である。もし、理論予想される光度関数を大きく下回った場合は、重元素ガスに対してダストがほとんど作られていない、ダストとガスの分布が大きく広がって星の光を遮蔽しない、大質量銀河内の星形成が予想よりも非常に小さいなどが考えられる。一方、理論予想よりも大きく上回った場合は、大質量銀河内の星形成が非常に早く進んでいる、もしくは標準的構造形成論に綻びがあるなどが考えられる。これらに加え、広域サーベイによって、赤方偏移 6 程度ではサブミリ波銀河が 10 万個以上検出される可能性がある。この場合、サブミリ波銀河を大規模構造のプローブとして、クエーサーや他の銀河との相関や、宇宙再電離との関係に迫ることが出来るだろう。

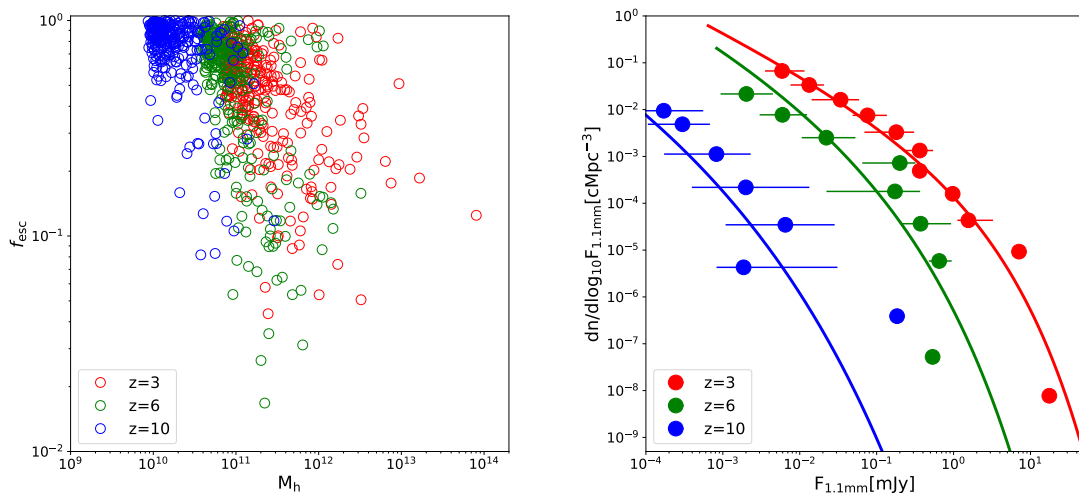


図 2.8: (左図) Yajima et al. (2022) より改変. ハロー質量と紫外線脱出率の関係. (右図) 波長 1.1mm における光度関数 (単位体積, 単位明るさ辺りの銀河の個数). 左図の計算からハロー質量とサブミリ波フラックスの関係を導出し、ハロー質量関数と組み合わせることによってモデル化を行った。

宇宙再電離

広い視野を持つ LST では、宇宙再電離現象の研究においても活躍すると考えられる。宇宙再電離とは、 $z \sim 8$ において銀河間ガスが銀河などの天体からの放射によって電離される現象を指し、その詳細な過程を明らかにすることは現在の宇宙物理・天文学における重要課題の一つとなっている。

LST による広域分光観測、もしくは天体分光観測によって $z > 6$ における $[\text{CII}]158/[\text{OIII}]88$ 輝線銀河カタログを構築することができれば、それは宇宙再電離を探るにおいて重要な情報を与える。例えば、遠方の輝線強度関数を制限することができれば宇宙再電離に必要な電離光子の銀河からの脱出確率や平均的な宇宙再電離史を明らかにすることが可能となる。輝線放射に着目することでこれまでの UV 光度を用いた制限 (Bouwens et al., 2015a) に比べ、電離光子量をより高い精度で測定することができると考えられる。ただし、赤方偏移の同定においては 2 つ以上

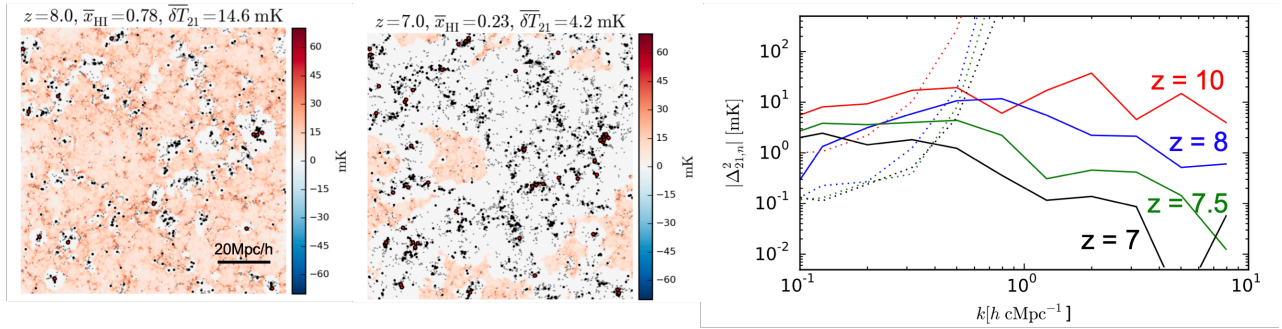


図 2.9: (左図) 宇宙再電離シミュレーションによって得られた、赤方偏移 7, 8 における 21cm 線強度マップ (カラー) と [OIII] 光度 10^{41} erg s $^{-1}$ 以上の輝線銀河の分布 (黒点). (右図) $z = 7, 7.5, 8, 10$ における 21cm 線と [OIII] 銀河 (光度 10^{41} erg s $^{-1}$ 以上) の間の相互パワースペクトル (実線) と, SKA と LST による銀河サーベイによって 1 平方度程度の領域が観測された場合のノイズレベル (点線). 図はいずれも [Moriwaki et al. \(2019\)](#) より改変.

の輝線を検出する必要があり, 上記「初期宇宙での銀河」ですでに議論されているように, $z > 6$ では必要に応じて ngVLA による CO 輝線観測などと組み合わせることも重要になる.

LST 単独の寄与以外にも, 2020 年代後半から始動する Square Kilometre Array (SKA; [Koopmans et al., 2015](#)) などの電波干渉計観測とのシナジーが非常に重要となると考えられる. これまで, 宇宙マイクロ波背景放射 (cosmic microwave background, CMB) や遠方クエーサー, Ly α 天体の観測によって, $z \sim 6$ においてすでに全銀河間ガスのうち 90 パーセント程度が電離していたことがわかっている. しかし, こうした観測では視線方向に積分された情報や特定の視線方向の情報など, 限られた情報しか得ることができない. ここで重要となるのが, 銀河間ガス中の中性水素から放射される波長 21cm の輝線 (21cm 線) である. SKA などの干渉計では, 広領域を分光観測することで 21cm 線の三次元の強度分布を測る. こうした観測手法は輝線強度マッピングと呼ばれる. 得られた強度分布から中性水素分布を直接調べるには, 非常に高い感度が必要となる. そこで, 現在実行・計画されている観測では, 主にパワースペクトルなど, ランダムなノイズの影響を低減できるような統計的なシグナルの検出が注目されている. これまでの 21cm 線強度マッピング観測ではパワースペクトルの上限値のみが得られているが (e.g., [Trott et al., 2020](#)), SKA ではより高感度のパワースペクトル観測が行われる予定である. しかし, こうした観測の観測周波数帯では遠方 21cm 線以外にも非常に明るい前景放射が存在し, SKA を持ってしても遠方シグナルのみを取り出すことはそう簡単ではない. そこで重要となるのが, 銀河などの大規模構造トレーサーと 21cm 線マップの相関解析である. こうしたトレーサーは, 同じ赤方偏移帯からの 21cm 線とは何かしらの相関を持っている一方, 前景放射とは全く無関係に分布していると考えられるため, それらの寄与を減らし, 宇宙再電離期におけるシグナルのみを取り出すことができる.

LST によって得られる広領域にわたる遠方輝線銀河の三次元分布は, 非常に有用な大規模構造トレーサーとなると考えられる. 図 2.9 左に, 宇宙再電離のシミュレーション ([Moriwaki et al., 2019](#)) で得られた 21cm 線強度と銀河の分布を示す. 高密度で銀河が多い領域ほど銀河間ガスはより電離されているため, 負の相関シグナルが得られ

ると考えられる. 図 2.9 右には 21cm 線と, [OIII] 光度が 10^{41} erg s⁻¹ 以上の天体からなる銀河サンプルの間の相互パワースペクトル (実線) と, SKA と LST などによる銀河サーベイによって 1 平方度程度の領域が観測された場合のノイズレベル (点線) が示されている. この [OIII] 光度の下限は, 例えば $z = 8$, 速度幅 100 km s⁻¹ の場合約 1 mJy に対応する. こういった観測によって, 大スケール (small k) でのシグナルを数 σ 程度で検出可能であることがわかる. 大スケールシグナルの検出精度は観測領域の広さに比例するため, SKA によってサーベイが行われる 25 平方度の領域にわたって LST でのサーベイを行うことで最大のリターンを得ることができる.

相互相関シグナルは前景ノイズを軽減するだけでなく, 21cm 線の自己相関パワースペクトルと相補的な情報を与え, より詳細に宇宙再電離史を制限することに寄与する. 例えば, 電離バブルの大きさや, 再電離以前に起きたとされる銀河間ガスの加熱現象に関する情報が得られると考えられている. 特に, 大規模構造トレーサーの候補としてこれまでよく用いられてきた Ly α 輝線銀河が中性度の高い高赤方偏移ほど検出しにくくなるのに対して, [CII] や [OIII] 輝線の場合はこのようなことがないため, LST によって宇宙再電離の最初期やそれ以前の加熱現象を初めて詳細に探ることができると期待される.

遠方 21cm 線観測では輝線強度マッピングという手法が用いられることを上述したが, 同様の手法は, 銀河からの輝線放射に対しても用いることができる. LST においても, 超広帯域分光撮像装置を用いた 3 バンド分光撮像 (Kohno et al., 2020) によって得られる [CII]/[OIII] 輝線強度分布と 21cm 強度分布との相互相関シグナルを検出し, 宇宙再電離に制限を与えることができると期待される. 輝線強度マップを用いた方法では暗い銀河からの寄与も含めたコンプリートな情報が得られるという利点がある一方, LST 観測データにおけるノイズや前景放射の寄与も得られるシグナルに含まれてしまう. このため, 系統的な誤差を抑えて高い精度でシグナルを検出するためには, ノイズの低減やより手前の赤方偏移からの放射の適切な除去が非常に重要な課題となる. しかしながら, この観測手法ではより低コストで広領域を掃くことができるため, こうした課題を解決できさえすれば, 大スケールにおける相互相関シグナルの検出においては個々の銀河を解像するような観測手法に比べてより強力な手法となると考えられる.

2.1.2 初期宇宙での環境効果

現在の宇宙に見られる銀河の諸性質と銀河環境の関係 (いわゆる環境効果) は, 宇宙の歴史のなかでいつ・どのように確立したのだろうか? 初期宇宙の銀河団 (原始銀河団) を探査し, 過去の宇宙で銀河が群れ集まる現場を捉えることが, 環境効果発現の歴史を紐解くうえでもっとも直接的なアプローチである.

近傍銀河団に棲息する大質量楕円銀河は, 星種族の解析などから遠方宇宙 ($z \gg 2$) において短いタイムスケールで (爆発的な星形成を伴って) 形成されたと考えられている. 理論的にも, 宇宙全体の星形成率のうち, 原始銀河団の銀河が担う割合が $z \sim 2$ では約 20%, $z \sim 10$ では約 50%と予想されており (Chiang et al., 2017), 銀河進化にお

ける環境効果の起源の理解だけでなく、初期宇宙に発現する爆発的星形成銀河の環境同定、さらには宇宙再電離への原始銀河団の寄与なども興味深いテーマとなってくる。

LSTは、ミリ波/サブミリ波帯での高いサーベイ効率を実現し、初期宇宙における若い銀河集団を捉えるためのきわめて強力なツールとなる。以下に述べるとおり、近年の研究ですで見つかった原始銀河団内の隠された星形成活動を明かすだけでなく、サブミリ波天体の集団としてこれまで見逃されていた新しい銀河集団が多数見えてくると期待される (Miller et al. 2018a; Koyama et al. 2021)。よって本節で掲げる主要テーマは、(1) 宇宙再電離期にまで遡って初代銀河団・初代銀河群を捉えること、そして(2) 多波長連携によって初期宇宙における銀河団形成現場の全貌を理解することである。

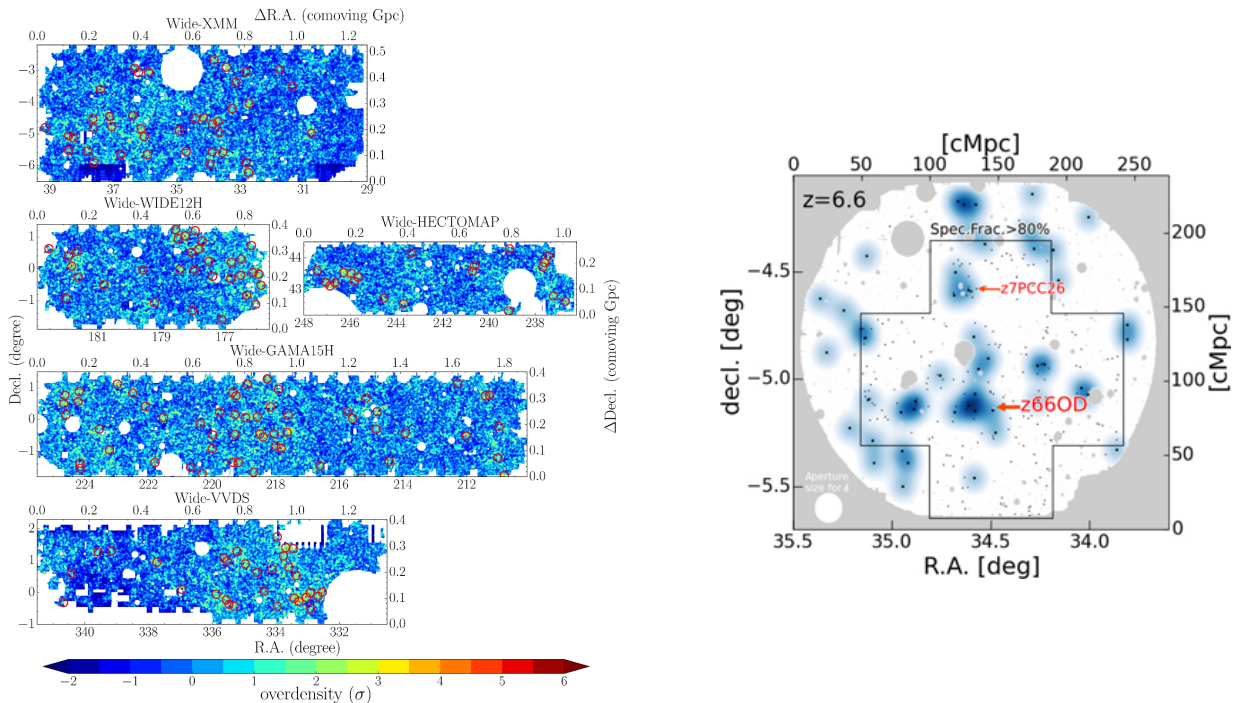


図 2.10: 静止系紫外で見つかった遠方の原始銀河団 (候補) 領域の例. (左図) HSC-SSP wide 領域における g -drop-out 銀河の密度超過マップ (Toshikawa et al., 2018a). 179 個の $z \sim 3.8$ 原始銀河団候補領域 (赤丸) がみついている. カラーは領域内の銀河の平均個数密度に対して、どれくらい銀河が群れているのに対応している ($\text{overdensity} = (\rho - \bar{\rho})/\sigma$, ρ : 局所数密度, $\bar{\rho}$: 局所数密度の平均, σ : 局所数密度の分散). (右図) 分光同定された $z \sim 6.6$ の原始銀河団領域 (z66OD; Harikane et al. 2019). $\text{Ly}\alpha$ 輝線銀河の密度超過領域として見つかり、分光同定された. カラーコントアは、 $z = 6.6$ の $\text{Ly}\alpha$ 輝線銀河の個数密度を表している. ©AAS. Reproduced with permission.

LST 単独でできるサイエンス

- **ダスティーな銀河でトレースされる初期宇宙の原始銀河団と大規模構造の探査:** サブミリ波連続光でのかかってない広域深宇宙探査を実現できれば、初期宇宙のサブミリ波銀河を無バイアスに探すことができる。これ

までに行われた静止系紫外線での原始銀河団の探査から、原始銀河団の存在個数は 1 平方度あたりおよそ 1 個/ $\Delta z=1$ である。そのため、十分な原始銀河団サンプルを構築するには 10 平方度以上のサーベイが必要になってくる。また、 $z\sim 10$ 程度まで超高光度赤外線銀河 (ultra luminous infrared galaxy, ULIRG) クラスの天体 ($L_{\text{IR}} \geq 10^{12} L_{\odot}$) を検出できる深さを基準に考えると、850 μm 帯の連続光で 0.6 mJy (5σ) 程度の深さが要求される。従来の JCMT やハーシェル宇宙望遠鏡による探査では、コンフュージョン限界による感度不足によって、個別に検出できるのはごく明るい天体に限られている。一方で ALMA は感度は十分であるものの、10 平方度規模の広域マッピング観測は不可能である。LST による広域探査によってサブミリ波天体の集団として原始銀河団の候補領域をまずは同定し、その後 LST 自身で集中的に [OIII]88 μm , [CII]158 μm , CO 等の輝線を使って多天体分光または面分光する戦略が考えられる。この際には、LST の連続光多色データによる赤方偏移推定が役に立つと期待される。もちろん分光フォローアップは CO 輝線などを狙って ALMA を用いることもできるだろう。赤方偏移を決めることができれば、銀河団銀河の素性について赤方偏移進化の議論も可能となる。初期宇宙で ULIRG のようなダスティーな銀河は宇宙大規模構造のどこに、いつ、出現したのか？そもそも再電離期の宇宙にダスティー銀河の集団はあるのか？宇宙大規模構造を一度に広く捉えることができる LST によって、これらの問いに答えを出すことができる。また広域探査を行うことで、クラスタリング解析 (e.g., [Wilkinson et al., 2017](#)) も可能となり、ダスティーな銀河のハロー質量などに制限を与えるとともに、他の銀河種族と比較することができるだろう。

他望遠鏡とのシナジーでできるサイエンス

- **静止系紫外で同定された銀河・原始銀河団の LST フォローアップ:** すばる望遠鏡の HSC などの活躍により、 $z \sim 6$ を超える宇宙にも原始銀河団が報告されるようになってきた (図 2.10; [Toshikawa et al. 2018a](#); [Harikane et al. 2019](#) など)。しかしこれらの原始銀河団は、静止系紫外線で明るい銀河種族 (Lyman break galaxy, LBG や Lyman- α emitter, LAE) の密度超過領域として見つかったものであり、ダストに隠されていない光にバイアスされている可能性がある。実際、 g ドロップアウト銀河の集団として見つかった $z \sim 4$ の原始銀河団領域 (図 2.10 左) について赤外線データをスタッキング解析することで得られた原始銀河団の平均的なスペクトルエネルギー分布 (spectral energy distribution, SED; 図 2.11) からは、一般に原始銀河団内部に大量のダストに隠された遠赤外線放射源が潜んでいることが示唆されている ([Kubo et al., 2019a](#))。LST ならば、この原始銀河団中に隠された未知の遠赤外線源を、個別の銀河団について、かつ個別の天体に分解して捉えることができるため、初期宇宙の原始銀河団の個性 (銀河団内の全星形成率、ダストに埋もれた星形成活動の割合、メンバー銀河の空間分布など) にまで迫ることができる。また LST の感度をもってすれば、静止系紫外線で検出された明るい LAE/LBG などについて、その遠赤外線光度を直接求めることもできるだろう。ユークリッド、ローマン望遠鏡、ULTIMATE-Subaru、GREX-PLUS などの次世代計画による近赤外線での広域深宇宙

探査が進んでくると、LBGの探査は $z = 10$ を超えて、 $z \sim 17$ まで拡張できるようになる (Harikane et al., 2022a). このような広域探査で見つかる銀河は明るいいため、大質量のダークマターハローに存在することが予想される. そしてその周りでは同時代の銀河が密集しており、原始銀河団を構成している可能性が高い. それらをLSTでフォローアップし、原始銀河団のメンバー銀河の分光同定だけでなく静止系紫外では見えなかったダストに隠された銀河を発見することで、星形成率や星質量を測定でき、超初期宇宙の原始銀河団における銀河の形成プロセスが初めて詳細に見えてくるだろう. さらにこのような大質量ハローに属する明るい銀河は、宇宙の非常に初期に生まれた銀河である可能性が高く、銀河の年齢や金属量等の物理的な性質を調べることで初代銀河の形成時期に迫ることができだろう (e.g., Hashimoto et al., 2018). なお初期宇宙の原始銀河団とその周囲の密度超過領域に属する銀河は天球面上で少なくとも数10分角にわたって分布しているため、LSTのもつ広い視野 (高いサーベイ効率) が大きな強みとなる.

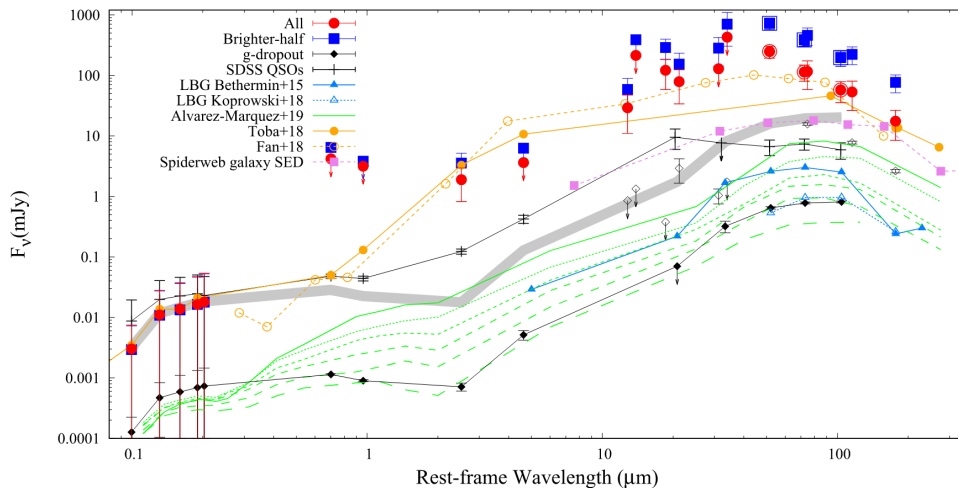


図 2.11: スタッキング解析によって得られた、HSC-SSP で見つかった $z \sim 4$ の原始銀河団の平均的な SED (Kubo et al., 2019a). 静止系紫外線によって見つかった $z \sim 4$ の原始銀河団領域においても、ダストに隠された活発な星形成活動が起こっていることが示唆された. LST では、 $z \sim 4$ 原始銀河団銀河からの静止系 $170\mu\text{m}$ 付近のダスト放射を狙う. ©AAS. Reproduced with permission.

- **静止系可視光で同定された原始銀河団の LST フォローアップ:** 2020 年代中盤以降、ユークリッド、ローマン望遠鏡、ULTIMATE-Subaru、さらには GREX-PLUS といった広視野近赤外線観測装置が登場すると、quiescent 銀河を含むより進化の進んだ銀河の集団として銀河団・原始銀河団領域が多数見つかることが期待される. 観測できる波長範囲の制限から、ユークリッドでは $z \sim 3$ まで、ローマン望遠鏡や ULTIMATE-Subaru では $z \sim 5$ まで、GREX-PLUS では最大 $z \sim 8$ までバルマーブレイクに基づく銀河探査が可能になる. 近傍宇宙では、大質量の銀河団ほど銀河団内の星形成活動が低く、quiescent 銀河の割合が高いことが知られていることから、上で述べた静止系紫外で同定される原始銀河団に比べてより成熟したシステムが見つかる

ると期待される。ここでの LST の役割は、大質量銀河 [$\log(M_*/M_\odot) \gtrsim 10$] の集団として見つかる原始銀河団とその周辺領域をサブミリ波連続光で広域にフォローアップし、原始銀河団内外のダストに隠された星形成活動を定量化することである。そして (1) 星形成活動を止めた銀河、(2) ダストに隠されていない星形成銀河、(3) ダストに隠された星形成銀河の存在比とその空間分布を各時代の原始銀河団で定量化することで、まさに本節で掲げた原始銀河団の全貌理解というゴールへつなげることができる。また LST のスタッキング解析によって銀河団中の quiescent 銀河の (平均的な) 星形成活動性、ガス質量などに制限を与えることもできれば、原始銀河団における quenching mechanism を議論するうえで重要な情報を付与できると期待される。 $z \sim 2$ までの quiescent 銀河に対して得られている平均的なダスト SED の形を仮定し (Magdis et al., 2021), スタッキング解析によって得られた $850 \mu\text{m}$ 帯のダスト連続光フラックスを赤外線光度に焼き直すことで、quiescent 銀河の星形成率に対して制限を与えることが可能となる。ガス質量に対する制限については、近年 CO に代わる分子ガストレーサーとして注目されている [C I]609 μm 線や 370 μm 線といった輝線が有用であると考えられる (第 2.1.3 節を参照)。

以上のように原始銀河団探査の現状は、観測手法の制約から静止系紫外線 (LAE/LBG) に基づく探査が大きく進んでおり、我々の原始銀河団についての理解も静止系紫外の情報に頼っている部分が多い。しかし 2020 年代には上述のとおり近赤外線での広域深宇宙探査が大きく進むことが確実で、さらにすばる望遠鏡 Prime Focus Spectrograph (PFS) によって、いわゆる銀河間物質 (intergalactic medium, IGM) トモグラフィーの手法に基づくまったく新しい宇宙構造の探索も行われる。多波長による広域深宇宙探査が大きく進む 2020–2030 年代に、LST は宇宙史のあらゆる時代のダストに埋もれた天体を広視野かつ無バイアスに探査できるもっとも強力な望遠鏡であり、銀河団およびその内部で成長する銀河の進化を理解するうえできわめて重要な役割を果たすことが期待される。

2.1.3 初期宇宙での銀河の性質

ダストの生成と進化

LST の連続光観測では、宇宙の広大な領域にわたる様々な年代のダストをサーベイできる能力が期待される。ここでは高赤方偏移に重点を置きつつ、様々な赤方偏移でのダスト検出に関して、科学的動機と検出可能性を議論する。

ALMA により、高赤方偏移の LBGs でもダストの存在が確かめられた (e.g., Watson et al., 2015)。特に、ALMA でのダスト放射検出は赤方偏移が 5 を超える LBGs にも及んでおり、宇宙年齢が 1 Gyr (つまり、現在の 1/10) を下回る宇宙においても、既にダスト減光・再放射が重要であることが示唆されている。現在のダスト観測のフロンティアは $z \sim 8$ 程度にまで伸展しており、それには日本の研究者も大いに寄与している (e.g., Tamura et al., 2019; Hashimoto et al., 2019; Harikane et al., 2020; Fudamoto et al., 2021; Inami et al., 2022)。今後さらに ALMA で

「フロンティア開拓」が進むことで高赤方偏移のダスト進化に関する理解は急速に深まっていくことが期待される。一方で ALMA では視野が限られているため、個々の既知の天体を観測することが基本戦略になるため、一気に大サンプルを取り全体像を把握する研究を行うには限界がある。

高赤方偏移のダスト観測の重要性は、宇宙でのダスト進化の起点、つまり宇宙で初のダスト生成に迫ることができる点である。ダストの生成は、気相の重元素が固相に変化するのに（ダストの凝縮に）適切な環境が実現される星の進化の終末期に起こる。高赤方偏移では、寿命の短い大質量星が超新星爆発を起こす際にダストを供給すると考えられる (Todini & Ferrara, 2001; Nozawa et al., 2003a; Valiante et al., 2009)。一方、星間物質が既にダストや重元素を多く含有する場合、分子雲などの低温・高密度の環境では既存のダストに重元素が降着する。実際、銀河系などのダスト質量の大部分はこの降着によるダスト成長により維持されていると考えられている (Dwek, 1998)。銀河におけるダスト質量の進化は、いわゆる化学進化モデル (Tinsley, 1980) – 銀河の重元素率の進化を星形成史に基づいて計算するモデル – を拡張することによってモデル化が可能である (Lisenfeld & Ferrara, 1998; Dwek, 1998; Hirashita, 1999)。ダストの生成源として星からの供給と星間ガス中での成長を考慮し、さらにダスト消失の過程として星間衝撃波による破壊や星形成による除去も取り入れたモデルにより、銀河のダスト質量の進化を重元素率の進化と整合的に計算することができる。

ダスト進化モデルは ALMA によるダスト観測のフロンティアである $z \sim 7$ にも適用され、ダスト進化の描像を得る有力な武器となるとともに、問題点も浮き彫りにしている。 $z \sim 7$ 程度の初期宇宙でも超新星から供給されるダストだけではダスト質量が説明できない銀河があり (Mancini et al., 2015)、星間ガス中のダスト成長が $z \sim 7$ で既に起こっている可能性が強く示唆されている。しかし、Liu & Hirashita (2019) によれば、 $z \sim 7$ で観測された LBGs のダスト質量は、超新星での高いダスト凝縮効率か分子雲中での高いダスト成長率のどちらかを仮定すれば説明できる (Wang et al. 2017 も参照)。つまり、ダスト凝縮効率や成長率の正確な値が理論的に得られないので、ダストの主要な生成源がどちらであっても LBGs のダスト質量は観測の不定性も考慮して説明できてしまう。また、ALMA 観測の性質上、ダストの検出された少数の個別天体に大して導き出された結論をどれくらい一般に敷衍して論じることができるかは不明である。この状況を克服するためには、理論研究（ダスト凝縮理論など）の発展はもちろん、観測的・統計的に精確なダスト質量を適切な波長サンプリングで大きなサンプルについて求めていくことが非常に重要である。

まずはダスト光度とダスト質量を結びつけることが必要となる。ダストの単位周波数 ν あたりの光度は、銀河の静止系で記述すると以下のようになる：

$$L_\nu = 4\pi\kappa_\nu M_{\text{dust}} B_\nu(T_{\text{dust}}) \quad (2.1)$$

ここで、 κ_ν は質量吸収係数（ダスト質量当たりの吸収係数）、 M_{dust} はダスト質量、 T_{dust} はダスト温度、 $B_\nu(T_{\text{dust}})$ は

プランク関数である。つまり、銀河までの距離はわかっているものとして、ダスト質量を観測データ (L_ν) から見積もるためには、ダストの質量吸収係数とダスト温度の両者が必要である。

ところが、質量吸収係数、温度ともに、特に高赤方偏移では不定性が大きい。これは天体信号の強度が弱いために不定性が大きいこともあるが、観測される波長の選択と少なさにも起因している。高赤方偏移銀河からの信号強度が微弱なのは感度を上げるほかないが、波長の選び方を適切にすればより正確なダスト温度を出すことは可能である。また、ダスト放射を多バンドで観測することにより、質量吸収係数の波長依存性も議論することが原理的には可能となる。したがって、LST による将来観測を議論する際には、どのバンドで観測するとどれくらいのメリットが得られるかという検討が鍵となる。この節では、ダスト質量をよりよく決めるための観測戦略を中心に議論し、最後に理論計算や他観測とのシナジーによりどのようにダスト進化の理解に繋がっていくのかも言及する。

確実に観測できるターゲットとして、既に可視などでサンプルされている銀河、特に LBGs を LST で観測することを考える。LST が観測を始める頃には、多くの LBGs は ALMA で既に観測されているであろう。しかしながら、観測条件の厳しい $450 \mu\text{m}$ より短波長では、観測に適した気象条件が比較的稀である上に他観測との競合もあり、ALMA では限られた（何等かのバイアスのかかった可能性のある）サンプルしか観測されない可能性が高い (Chen et al., 2022)。したがって、 $450 \mu\text{m}$ 以下の波長での系統的な LBG の観測が大きな柱として考えられる。視野を無駄にしないために、サーベイ観測データとして利用する、LBG の周辺環境を探索するなど、他の課題との組み合わせも積極的に考えるべきである。

上で述べた様に、ダスト温度測定精度を上げることが、正確なダスト質量を得るためには重要である。また、ダスト温度は、赤方偏移に従って「進化」しているという報告もあり (Schreiber et al., 2018; Bakx et al., 2021)、特に $z \gtrsim 5$ でも系統的な赤方偏移依存性があるのかは、銀河進化初期の星間輻射場の進化とも関連し、興味深い。ダスト温度を決定するためには、ダスト SED のピーク波長周辺でのデータが鍵となる。ダスト放射 (L_ν) がピークとなる波長 (λ_p) の目安は、

$$\lambda_p \simeq \frac{hc}{(3 + \beta)k_B T_{\text{dust}}} \simeq 100 \mu\text{m} \left(\frac{T_{\text{dust}}}{30 \text{ K}} \right)^{-1} \quad (2.2)$$

で与えられる。ここで、 β は emissivity index ($\kappa_\nu \propto \nu^\beta$) で、 $\beta = 2$ (astronomical silicate や graphite の値 Draine & Lee, 1984) を仮定した。赤方偏移 z の銀河では、ピーク波長は $(1 + z)\lambda_p \simeq 100(1 + z)(T_{\text{dust}}/30 \text{ K})^{-1}$ となる。高赤方偏移 LBG では、CMB 温度が高くなる効果を差し引いても、ダスト温度が近傍銀河より高いことが示唆されており (e.g., Bakx et al., 2021)、 $z \lesssim 4$ からの外挿で予想されるダスト温度 $T_{\text{dust}} = 40 \text{ K}$ を仮定するとピーク波長は $z \sim 5\text{--}10$ で $450\text{--}800 \mu\text{m}$ となり、実際に $z \sim 8$ で観測されている高温ダスト $\sim 80 \text{ K}$ (Bakx et al., 2020) を仮定すると同じ赤方偏移の範囲で $200\text{--}400 \mu\text{m}$ となる。したがって、ダスト温度の決定精度を上げるには ALMA でよく用いられる $850 \mu\text{m}$ より短波長のバンドでの観測が必要である。

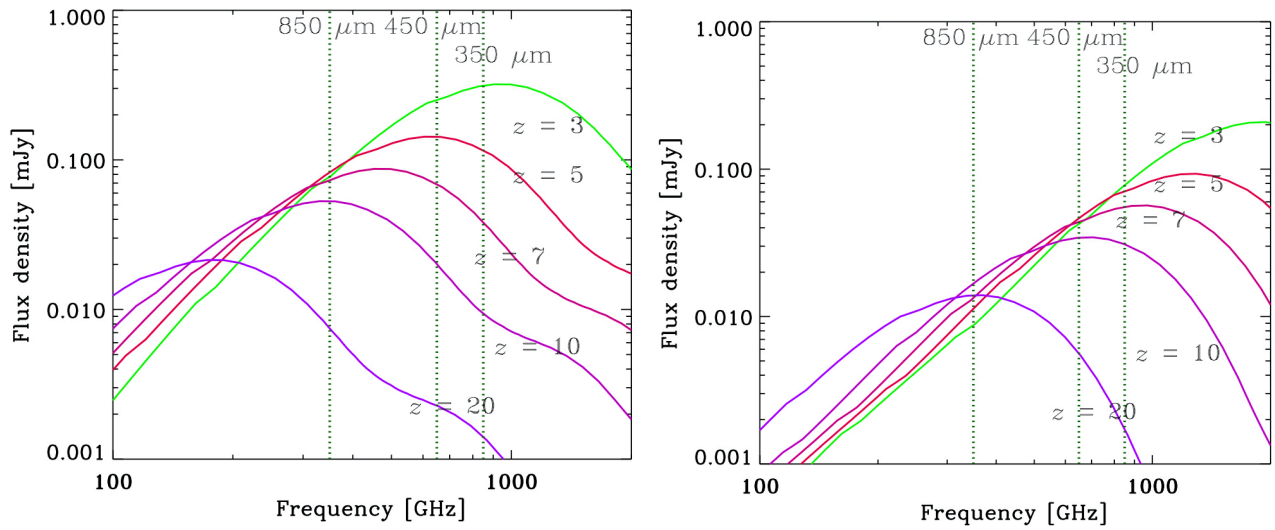


図 2.12: 赤外ダスト光度 $L_{\text{IR}} = 10^{11} L_{\odot}$ を固定し, $T_{\text{dust}} = 40 \text{ K}$ (左図) と 80 K (右図) で経験的 SED モデル (Totani & Takeuchi, 2002) で生成した SED を様々な赤方偏移 $z = 3, 5, 7, 10, 20$ に置いたときに観測されるフラックス. $850, 450, 350 \mu\text{m}$ に相当する周波数を点線で示す. フラックスは L_{IR} に単純に比例する.

短波長バンドの可能性としてはまずは ALMA Band 8 ($\sim 650 \mu\text{m}$) も有効である (e.g., Faisst et al., 2020) が, ダスト温度が高い, もしくは赤方偏移が大きい場合には Band 8 でもダスト放射のピークを捉えることはできない. また, 上記で述べた様に ALMA の観測しやすい波長では観測が進む可能性が高いため, LST では $450 \mu\text{m}$ 帯を最優先に狙うべきである. さらに, ダスト温度が高くかつ高赤方偏移にある天体に関しては $350 \mu\text{m}$ 帯への観測計画の拡張が検討されるべきである. これによって例えば, 80 K などの天体 (Bakx et al., 2020) でも宇宙再電離の初期に近い $z \sim 10$ までピーク波長付近を捕らえられるようになる. これを視覚的に掴むために, 図 2.12 に, ダスト温度 $T_{\text{dust}} = 40 \text{ K}$ と 80 K の天体を様々な赤方偏移に置いたときに観測されるフラックスを示す. 全赤外ダスト放射の光度は $L_{\text{IR}} = 10^{11} L_{\odot}$ を仮定したが, フラックスは L_{IR} に単純に比例する. SED モデルは, Totani & Takeuchi (2002) の経験的なモデルを用いた.

図 2.12 より, ダスト温度 40 K 程度の天体では, $450 \mu\text{m}$ 帯は $850 \mu\text{m}$ に対して SED のピークの反対側 (Wien 側) を観測できることがわかる. さらに, 80 K 程度の高ダスト温度をもつ $z \gtrsim 7$ の天体では, ピークを捉えるには $450 \mu\text{m}$ かそれより短い波長での観測が必要であることが見て取れる. したがって, 上で述べた様に $450 \mu\text{m}$ (もしくは $350 \mu\text{m}$) での観測がダスト温度を決めるのに重要である.

しかし, 短波長観測にはデメリットもある. 温度が 40 K 程度であるかそれより低い場合, いわゆる負の K 補正の効果は期待できず, フラックスは赤方偏移と共に急激に下がってしまう. それでも, ダスト温度の高い (例えば 80 K) 天体は, $z \sim 10$ までフラックスが落ちない. これは, $z \sim 10$ にある高温ダストを持つ天体を検出するためには, 短波長 (高周波) での観測が有利かつ必須であることを示唆している.

以上の議論から, 短波長のメリットを最大限に活かすには, $z \sim 10$ の高温ダスト天体が狙い目である. 高温ダス

ト天体は, L_{IR} 一定の下で $850 \mu\text{m}$ フラックスが低いので, これまでの ALMA 観測ではダスト放射が検出されていない可能性が指摘される. このため, これらの天体ではダストに隠された星形成が重要でないと誤って結論されていた可能性がある. 高温ダストの可能性まで網羅してダストに隠された星形成活動を理解するためには, $450 \mu\text{m}$ かその近辺の波長 ($350 \mu\text{m}$ の可能性を後で検討する) での観測が必須である. さらに, ALMA で探査可能な赤外光度 ($L_{\text{IR}} \sim 10^{11} L_{\odot}$; Inami et al., 2022) まで検出するためには, $450 \mu\text{m}$ で 0.03 mJy の感度を持つことが望ましい ($350 \mu\text{m}$ でも同様). これにより, ダスト温度の高低にバイアスされないダスト光度で選択されたサンプルが得られる. ALMA で検出されているより典型的な L_{IR} は 3–10 倍明るいので, 少なくとも $450 \mu\text{m}$ で $0.1\text{--}0.3 \text{ mJy}$ の感度は (第一段階では) 必須である.

上記は, 各 LBG をターゲットにした観測を念頭に置いているので, 視野の広さは重要でなく, 感度の方が重要である. しかし, 視野の広さは, 本観測の欠点である「LBG は UV-selected なので, ダストに隠されている天体がサンプルからもれる」という点を克服するのに使える. つまり, 各 LBG の視野内の深い撮像データを実質的に深い無バイアスサーベイのデータとして取り扱うことが可能である. ただし, 現時点では高温天体の赤方偏移分布や期待される個数密度の見積もりが困難であるため, 無バイアスのサンプルを得るのに必要とされる視野の広さについては, 今後の研究がまたれる.

もう少し定量的に, ダスト温度が高い場合, どれくらい $350 \mu\text{m}$ や $450 \mu\text{m}$ での観測が有効かを調べる. そのために, まずダスト温度 T_{real} を $60\text{--}100 \text{ K}$ の範囲内で選択して与え, SED を式 (2.1) に従って生成する ($\kappa_{\nu} \propto \nu^{1.5}$ を仮定する). さらに, ノイズを各バンドで -33% から 33% の範囲内でランダムに加える (3σ 検出を模擬している). ノイズを加えた SED を再度式 (2.1) でフィットし, ダスト温度 T_{fit} を推定する. つまり, T_{fit} はどれくらい「真実の」ダスト温度 T_{real} に近いかを検証する. 波長バンドの数は 3, 赤方偏移は 10 に固定し, 各 T_{real} について 20 回シミュレーションを行った結果を図 2.13 に示す. ただし, ダスト温度が $\sim 50 \text{ K}$ より低い場合は, 350 及び $450 \mu\text{m}$ は Wien 側で光度が急速に下がるため, 長い波長での観測が適する. つまり, 短い波長での観測が有益なダスト温度 $\gtrsim 60 \text{ K}$ 以上の結果のみを示す. 決定精度の指標として, $(T_{\text{fit}} - T_{\text{real}})/T_{\text{real}}$ の rms を示す.

図 2.13 の結果から以下がわかる. まず図 2.13(a) より, $650 \mu\text{m}$ より長い波長だけからはダスト温度があまり決まらない. これはこれらの波長が Rayleigh–Jeans 側にあり, SED ピーク波長をよく決められないことによる. しかし, この状況は $450 \mu\text{m}$ 帯の観測データを加えることによって大きく改善することが図 2.13(b) からわかる. さらに, $450 \mu\text{m}$ の代わりに $350 \mu\text{m}$ を使うと, 図 2.13(c) に示すように, ダスト温度の決定は劇的に良くなり, 概ね 7% の精度でダスト温度が決定できる. SED ピークを捉え, かつ波長の範囲が広い方がダスト温度が精度良く決まることによる. 実際, 図 2.13(d) で示すように, $1200 \mu\text{m}$ を含まずに, $850 \mu\text{m}$ 以下の波長だけでは温度決定の精度はやや悪化する. また, $350 \mu\text{m}$ と $450 \mu\text{m}$ を比較すると前者の方が温度推定の改善程度は大きい.

まとめると, ダスト温度が高い場合, 十分に短い波長を含み, 波長のレンジが広い観測 ($\sim 1 \text{ mm}$ を含む) を行うと, ダスト温度が最もよく決められる. つまり, LST では, 高温ダストを検出し, 温度を正確に出す観点からは, 450

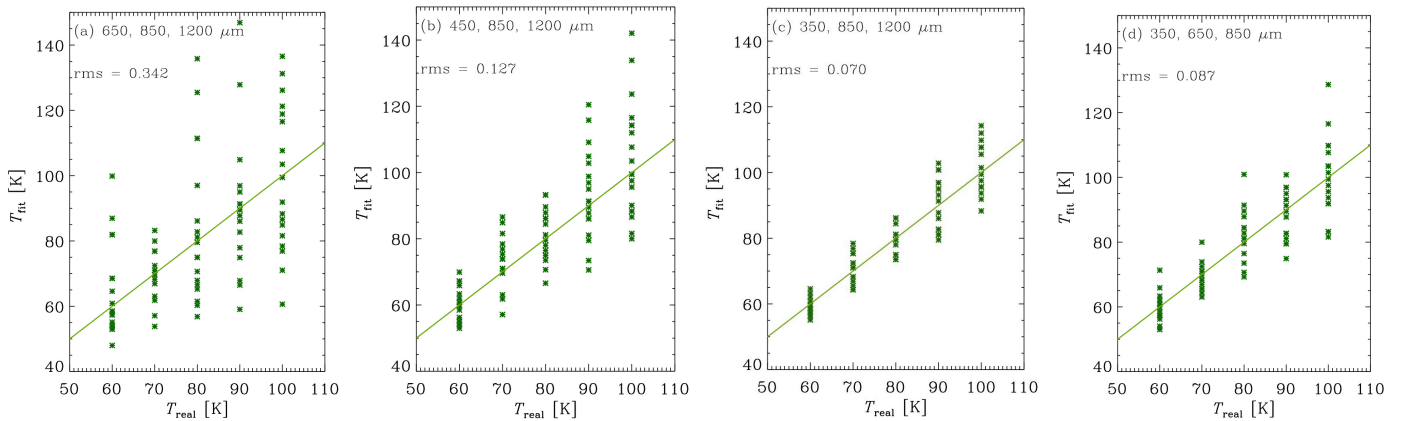


図 2.13: ダストが高温の場合にどれくらい温度が精度良く観測から求められるかをシミュレーションした. 入力したダスト温度 T_{real} で SED を式 (2.1) で生成し, それに -33% から 33% の間のノイズをランダムに乗せ, 再度同じ SED モデルで fit してダスト温度 (T_{fit}) を求めた. 各 T_{real} について 20 回の試行を行う. 3 バンドでの $z = 10$ の天体の観測を想定し, (a) 650, 850, 1200 μm , (b) 450, 850, 1200 μm , (c) 350, 850, 1200 μm , (d) 350, 650, 850 μm での結果を示す. 赤方偏移は 10 を仮定した. 決定精度の指標として, $(T_{\text{fit}} - T_{\text{real}})/T_{\text{real}}$ の rms を示す. 350 μm を含み, 波長の範囲を広く取った場合が最もよくダスト温度が決まる ($T \gtrsim 60$ K の場合) ことがわかる.

μm を含むこと, さらに可能であれば 350 μm での観測することが大きな利点を生み出す.

ここで, 注意点を述べる. 以上は, ダスト温度が一様という仮定で議論した. 実際には, ダスト温度は局所的な星間輻射場を反映しており, 例えば, 星形成領域が密集している領域では高く, そうでないところでは低い. また, ダストは星からの輻射を自己遮蔽するため, 光学的厚さの変化する方向にダストの温度勾配ができる. この温度の非一様性は, 典型的には星形成領域スケールや銀河円盤の厚み方向で生じるため, ALMA でも分解は難しく, SED などの詳細解析が鍵となる. 上の議論で前提とした単一温度の仮定の良し悪しを検証するためには, より詳細な SED のモデル化が必要であり, そのためには 350 μm と 450 μm の両方が揃っているとよい. 以下に, 多温度の効果とそれらの波長との関係を議論する.

多温度ダストの効果をモデル計算 (Hirashita & Chiang, 2022) をもとに示したのが, 図 2.14 である. このモデルでは, ダスト分布を単純に平行平板と仮定し, ダストの温度勾配の影響をみるために次の両極端を考える. 一つ目 (one- T モデルと呼ぶ) は, ダスト温度が一様だと仮定し, ダスト全体で輻射平衡を考え, ダスト温度 (仮定により単一温度) を見積もるモデルである. もう一方 (radiative transfer (RT) モデル) は, 星がディスク面にありダストがディスク上下をスクリーン状に覆っているとして, 輻射輸送 (輻射がダスト吸収によりディスクと垂直方向に減衰していく効果) を解き, さらに各ダスト層で輻射平衡を考えることでディスクに垂直な方向のダスト温度勾配を考えるモデルである. いずれのモデルも, ダストからの赤外線放射は光学的に薄いとしている. 詳細は Hirashita & Chiang (2022) を参照されたい. 図 2.14 左では, ある星の面密度を与え, ダストの面密度を変えたときに, one- T , RT モデルの両方で, ダストの SED がどのように変わるかを計算した結果を示す. RT モデルでは, ダスト面密度が高くなるとともにダスト遮蔽の効果が効くために, 長波長側の光度超過が顕著になるように変化する. それに対し

第 2. 初期宇宙における銀河の形成

one- T モデルでは、ダスト温度がダスト面密度の増加と共に下がっていくので、SED ピークが長波長にずれる。したがって、長波長のスペクトル指数など、SED に依存する議論ではダストの温度構造が重要である。また、図 2.14 右には 2 波長で定義される色温度を片方の波長を $100 \mu\text{m}$ に固定して示した。色温度は、ダスト温度が一様であれば実際のダスト温度に一致するように定義する。図から分かるように、短波長で色温度を評価すると、RT モデルでは温度の高いダストを選択的に見る効果により one- T モデルに比べて高い値を示す。これは、ダストの温度構造（温度の非一様性）が短波長と長波長のデータを組み合わせる際に重要であることを意味する。

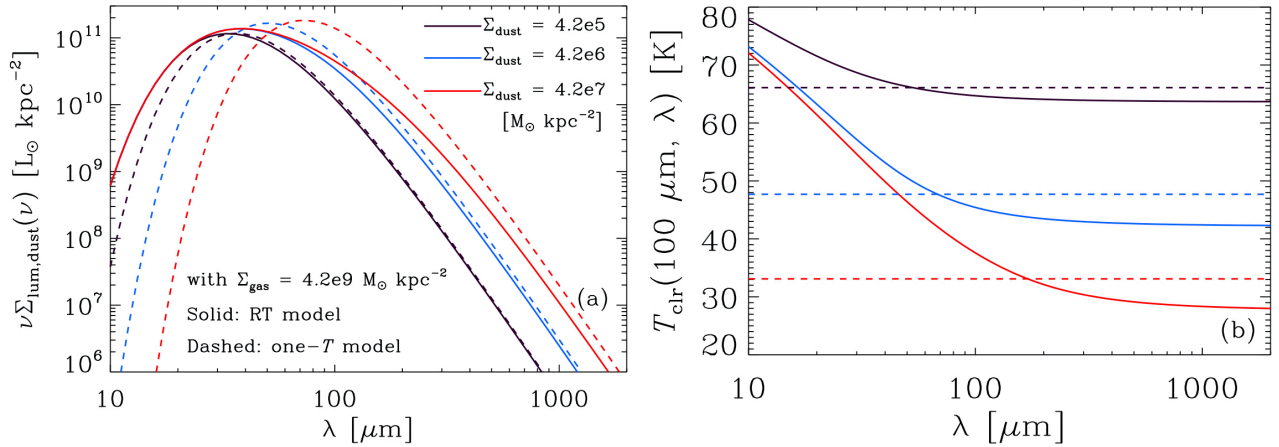


図 2.14: (a) 平行平板モデルで計算された表面光度 SED (Hirashita & Chiang, 2022). 波長は銀河静止系で示す。ガス面密度は $\Sigma_{\text{gas}} = 4.2 \times 10^9 M_{\odot} \text{kpc}^{-2}$ を仮定し (星形成率面密度 $10 M_{\odot} \text{yr}^{-1} \text{kpc}^{-2}$ に相当する), ダストガス比 10^{-4} – 10^{-2} の場合を示した。実線は RT (Radiative Transfer) モデル (ダスト温度の層構造がある場合) で、破線は one- T モデル (ダスト温度が一様の場合) を示す。ダストの面密度が高くなると、2つのモデルの違いが大きくなる: RT モデルでは、自己遮蔽された低温ダストの寄与により長波長側で光度が超過するように変化し、one- T モデルでは、全体のダスト温度が一様になるため波長のピーク自体が長波長にずれていく。(b) RT モデルでの色温度 (実線)。色温度は 2 波長で定義されるが、片方を $100 \mu\text{m}$ に固定し、他方を変数 (λ) として動かした。 $100 \mu\text{m}$ より長い波長を用いると色温度は波長の選択にあまりよらないが、短い波長では、高ダスト温度領域を選択的にみるために、色温度が高くなる。比較のために、one- T モデルのダスト温度を破線で示す (one- T モデルの性質上ダスト色温度はどの波長で測定しても一定)。ダストの面密度が高く、短い波長を観測する場合に、RT モデルと one- T モデルの違い (つまりダスト温度の非一様性が大きい小さいか) が、観測されるダスト色温度に大きく影響する。

図 2.14 の結果によると、2 バンドから導出される色温度は、特に短い波長を使った場合 ($350, 450 \mu\text{m}$ で $z \sim 10$ の銀河を観測する場合など) にダスト温度の非一様性に敏感である。したがって、ダストの温度の非一様性まで含めて検証するためには、波長のサンプリングは多ければ多いほどよい。また、短波長では輻射平衡になっていない小さなダストによる高温ダスト成分が聞いてくる可能性がある (Draine & Anderson, 1985)。それらの複雑さゆえ、実際には多温度、輻射非平衡成分を取り入れた SED モデルを使った (近傍銀河で行われているような) 詳細解析が必要になる。そのような解析のためにも、 $350 \mu\text{m}$ や $450 \mu\text{m}$ の重要性はなお一層強まる。

最後に、宇宙初期におけるダスト生成源を明らかにするために、LST 観測から導出された高赤方偏移銀河のダスト質量をダストの進化モデルで解釈する。特にダストの主な生成源が星 (ここでは高赤方偏移なので超新星) なの

か、星間ガス中でのダスト成長が既に効いているのかが問題となる。各銀河にダスト進化モデルを適用した例は、上述の様に Liu & Hirashita (2019) などがあるが、ダストの生成源は絞り込まれていない。銀河の統計を増やし、超新星の数 (UV 光度などから導く) とダスト質量との間に強い相関があるか、分子雲の量とダスト質量の相関の方が強いかなどを粘り強く検証していく必要がある (下に述べるシナジーのテーマの一つである)。ダスト進化を宇宙論的流体シミュレーションに組み込み、直接的に LBGs のダスト質量関数を予言して比較することも可能である。既にその様なシミュレーションは開発されている (Aoyama et al., 2018a; Hou et al., 2019) が、低赤方偏移と高赤方偏移 ($z \sim 10$ など) の両方を同時に (両者に十分な空間分解能で) 扱うのはまだ困難である。これは低赤方偏移での詳細検証が ALMA など得られた高赤方偏移の知見にまだ十分反映されていないことを意味する。一方、準解析手法では、銀河を空間分解できない代わりに広い赤方偏移に関して一様な大サンプルに対する予言がなされている (e.g. Popping et al., 2017; Makiya & Hirashita, 2022)。理論と観測との比較ではダスト質量に関する統計量、ダスト質量関数が鍵となろう。様々なダスト形成シナリオを、星からのダスト生成や星間空間でのダスト成長の効率に関する理論的不定性を反映する形でモデル化し、ダスト質量関数の赤方偏移分布などを予言しておくことにより、LST サンプルから得られる結果からダスト形成シナリオが特定できるようにしておく。

このトピックでは他望遠鏡とのシナジーにより以下の様な発展が期待できる。

- ダスト源を明らかにするために、UV 光度などから導かれた超新星の数とダスト質量との間に強い相関があるか、分子雲の質量 (CO が弱い場合は [C II] 158 μm 輝線も使う; Zanella et al. 2018) とダスト質量の相関の方が強いかなどを検討し、ダスト生成が何に付随して起こっているかを理解できる。
- 銀河静止系の赤外光度と紫外光度の進化を統計的に調べ、各光度でトレースされる星形成率の割合がどの様に進化するかを明らかにする。
- 他波長で検出されているもののダストは検出されていない天体については、スタッキングにより、統計的にダストを検出するか、あるいは上限を与える。
- 上の LBGs を用いた研究は JWST の結果を取り入れて更新する必要がある。特に、JWST によって、LBGs の銀河全体での実効的なダスト減光の波長依存性 (attenuation curve) や減光量 (Balmer decrement などによる) のデータが取られるので、モデルから予想されるダストの性質から減光曲線を計算し (Liu & Hirashita, 2019)、輻射輸送計算と組み合わせて attenuation curve を計算する (Lin et al., 2021)。観測される attenuation curve と比べ、さらに IRX- β 関係 (紫外線・赤外線高度比と紫外線のカラーとの関係) を調べることで、減光曲線への制限から、ダスト生成源を明らかにする研究を行う。
- 上で指摘した様に、温度の非一様性が銀河内で大きい時は、短波長 (350, 450 μm) と長波長 (> 850 μm) では異なる温度のダスト成分をトレースしている可能性がある。これも観測から得られる紫外線から遠赤外線にわた

たる SED を良く説明できるモデルがどのようなダスト温度分布を予言するかによって検証することができる。

スペクトル線で探る銀河の物理・化学現象

LST でカバーするミリ波サブミリ波帯には分子回転遷移線や、遠方宇宙から赤方偏移した微細構造線が豊富に含まれる。これらのスペクトル線を組み合わせることで、星間ガスの物理状態（温度、密度、速度構造等）や化学状態（分子存在量、金属量等）が測定可能である。ここでは、そうした測定の「方法論」を概観する。これらは遠方銀河への応用のみならず、様々な研究テーマに適用可能な LST サイエンスの共通基盤と考えて頂きたい。

赤方偏移の確定

遠方宇宙のサブミリ波銀河 (submillimeter galaxy, SMG) の場合は、星間物質を豊富に持つため、静止系紫外線や可視光線での赤方偏移（距離）決定が困難である (Casey et al., 2014; Hodge & da Cunha, 2020)。よって、ダスト減光の影響が少ない LST の波長帯での複数輝線検出をもとに、観測天体の赤方偏移を確定させること自体が LST の重要な目標となる。

たとえば、一酸化炭素 CO 分子は比較的明るい輝線であるとともに、ミリ波サブミリ波帯に複数の回転遷移線を持つ。LST に搭載が予定されているオンチップフィルターバンク分光器の DESHIMA (Endo et al., 2019a) は 1 オクターブに達する超広帯域を実現しており、複数遷移線の「同時検出」によって、他輝線と誤って同定してしまう可能性をなくして赤方偏移を確定できる (図 2.15 左)。遠方宇宙の天体の場合は、[C II]158 μ m 線や [O III]88 μ m 線が明るく、既に ALMA での検出が多数報告されている (Hashimoto et al., 2018; Izumi et al., 2019)。これらの微細構造線（他にも [C I] 輝線も有用）や、中・高励起の CO 回転遷移線、もしくは H₂O 回転遷移線（非対称コマ分子のためエネルギー準位が複雑で、それゆえに多数の回転遷移を伴う）が赤方偏移決定に有用だろう。図 2.15 右には近傍 ULIRG でかつ活動銀河核 (active galactic nucleus, AGN) を持つ Mrk 231 の遠赤外線スペクトル（ハーシェル宇宙望遠鏡で取得）を示した (van der Werf et al., 2010)。こうした複数の輝線観測が、LST では掃天観測と個別天体観測の両方を含めて、多天体に対して定常的に行なわれると期待される。

遠赤外線微細構造線を用いた物理状態の診断

遠赤外線帯に豊富に存在する微細構造線は、高赤方偏移天体の場合はミリ波・サブミリ波帯で観測可能であり (表 2.1)、かつ、ダスト減光が少ない特性を持つ。現在、高赤方偏移銀河において最も多く観測されているのは、通常の光解離領域 (photo dissociation region, PDR) からの輝線のうち最も冷却効率の高い [C II]158 μ m 輝線である。[C II] 輝線光度は銀河の星形成率の良い指標であることが知られており (De Looze et al., 2011, 2014)、LST の広視野分光撮像観測から大量の星形成率データを得ることができる。また、その明るさゆえに、[C II] 輝線は銀河の gas dynamics の研究にも有用である (Zanella et al., 2018)。LST で観測されたある閾値以上の明るさの [C II] 放射天体について、ALMA で高解像度フォローアップ観測を行ない、銀河回転や乱流、アウトフローの情報を得ることも定

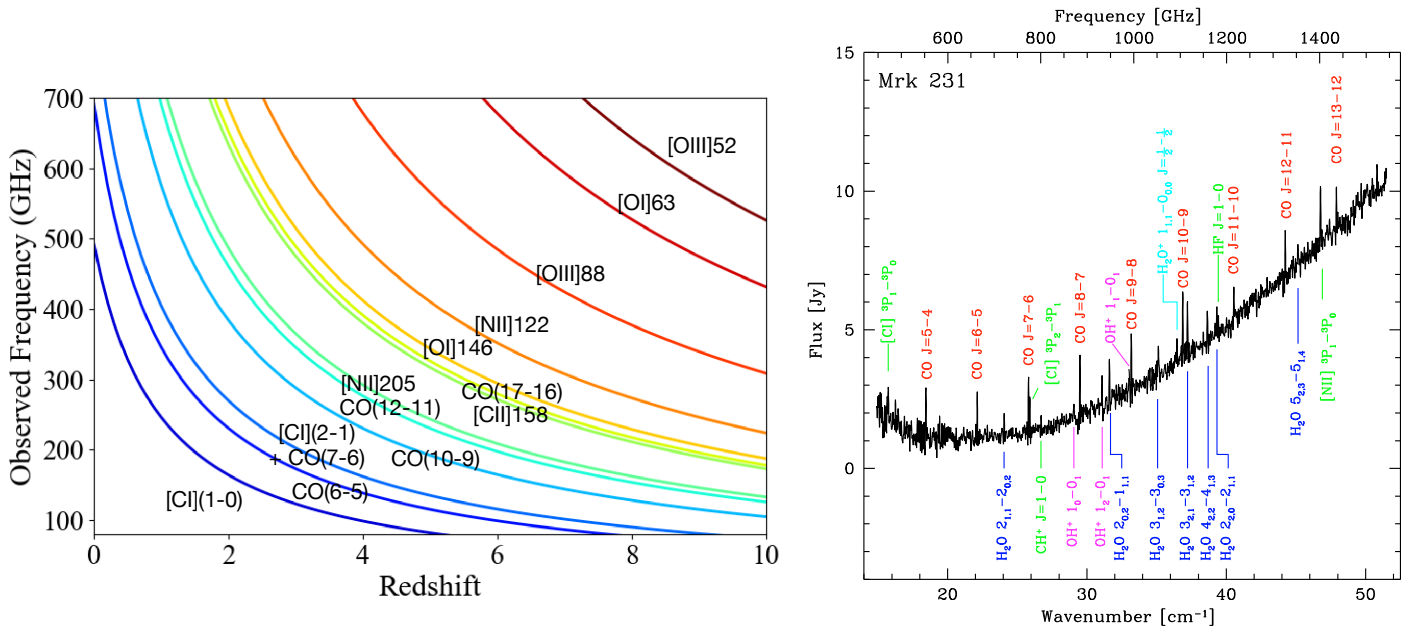


図 2.15: (左) 赤方偏移ごとの輝線観測周波数. 代表的な微細構造線と CO 分子輝線を表示している. なお, [C I](2-1) と CO(7-6) はほぼ同じ周波数のため, 基本的に同時観測が可能である. (右) ハーシェル宇宙望遠鏡で取得した近傍 AGN の Mrk 231 の遠赤外線スペクトル (van der Werf et al., 2010). 多数の分子・原子輝線が観測されている. これらの輝線を複数観測することで, 赤方偏移の決定や星間物質の物理・化学状態の制限が可能となる. Reproduced with permission from Astronomy & Astrophysics, ©ESO

常化すると期待される.

ALMA 時代の新たな遠方宇宙のプロープである [O III]88 μm 線は, 炭素に比べてより始原的な環境でも酸素が生成されることから, 金属量の低いごく初期宇宙の始原的な銀河を探索できると期待されている (Inoue et al., 2016; Hashimoto et al., 2018; Tamura et al., 2019). また, その電離ポテンシャルの高さ (35 eV) から, 電離ガスのみを選択的にトレースできる. そのため, PDR と HII 領域の双方から放射される [C II] 158 μm 線とは異なる輝線プロフィールや運動構造を示す可能性がある. たとえば, 強力な電離源であるクエーサーからの [O III] アウトフローの検出も試みられるだろう. LST の広域探索に基づく大量の [O III] 輝線銀河の発見は, 初期宇宙銀河の系統探索ならびにその星間物質の特徴付けに有用だろう. また, 酸素輝線の重要な天体物理学的用途は電子密度・電子温度・金属量の推定である. [O III]88 μm /[O III] 52 μm 強度比は電子密度の良い指標となる. [O III] 88 μm /[O III] 5007 \AA 強度比は, 全く異なる臨界密度とエネルギー準位を持つため ([O III] 88 μm で $\sim 500 \text{ cm}^{-3}$ と $\sim 100 \text{ K}$, [O III] 5007 \AA で $\sim 7 \times 10^5 \text{ cm}^{-3}$ と $\sim 3 \times 10^4 \text{ K}$), 電子密度と電子温度に強く依存する. よって, 88 μm /52 μm 比から推定した電子密度を用いることで, 電子温度を精度良く決めることができるのである. ここで, 電子温度は系の加熱と冷却のバランスで決まるが, H II 領域においては, これは電離パラメータと金属量に依存する量となる (電離パラメータが大 or 金属量小では高温に, 逆パターンでは低温になる). したがって, 適当な放射場 (電離パラメータ) を仮定することで, [O III] 88 μm /[O III] 5007 \AA 強度比は金属量の指標となりうる. 仮定する電離パラメータ

表 2.1: 代表的な遠赤外線微細構造輝線

原子 or イオン	IP (eV) ^a	波長 (μm)	遷移	$n_{\text{crit}}^{\text{e}}$ (cm^{-3}) ^b	$n_{\text{crit}}^{\text{H}}$ (cm^{-3}) ^c	E_u/k_B (K)
[C II]	11.3	158	$^2\text{P}_{3/2}-^2\text{P}_{1/2}$	50	3000	91
[CI]	-	370	$^3\text{P}_2-^3\text{P}_1$	-	3×10^3	63
	-	609	$^3\text{P}_1-^3\text{P}_0$	-	1×10^3	24
[O III]	35.1	52	$^3\text{P}_2-^3\text{P}_1$	3600	-	441
		88	$^3\text{P}_1-^3\text{P}_0$	510	-	163
[OI]	-	63	$^3\text{P}_1-^3\text{P}_2$	-	9×10^5	228
		145	$^3\text{P}_0-^3\text{P}_1$	-	1×10^5	327
[N II]	14.5	122	$^3\text{P}_2-^3\text{P}_1$	310	-	188
		205	$^3\text{P}_1-^3\text{P}_0$	80	-	70

^a電離ポテンシャル

^b 10^4 K の電子温度での臨界密度

^c100 K の水素ガス運動温度での臨界密度

の値は、より近傍の詳細観測が可能かつ遠方銀河と類似した性質を持つと思われる銀河でのキャリブレーションが必要だと思われるが、[O III] 88 μm は LST 独自の観測が、[O III] 5007 \AA は JWST や将来の赤外線衛星とのシナジー観測が可能のため、この手法で初期宇宙での銀河の化学進化の系統的な理解が大きく進むと期待される。

ところで、非常に密度の高い PDR ($n \gtrsim 10^5 \text{ cm}^{-3}$) では、衝突脱励起が卓越するため [C II] 158 μm 線放射は弱まる (Hollenbach & Tielens, 1999). そうした高密度 PDR で冷却効率が高いのは [O I] 輝線 (遠赤外線帯では 63 μm と 146 μm が存在) である. 特に 146 μm 線は $z \gtrsim 6$ で地上サブミリ波観測が可能となるため、初期宇宙の高密度ガスの様子を調べる良いプローブとなる. たとえば [O I]/[C II] 比は非常に高い星形成効率 (高密度ガスの割合に依存) や、高密度アウトフローを持つ天体を選択的に抽出する新たな手段となる可能性があるだろう.

炭素系輝線である [C I] 609 μm 線や 370 μm 線も重要な観測対象である. 近年、[C I] 輝線は CO に代わる分子ガス質量のトレーサー (Offner et al., 2014; Glover et al., 2015) として注目されており、LST で多天体の [C I] 観測が進むことで、分子ガス質量関数の宇宙論的進化を正確に議論できるようになると期待される. 特に、CO と比べてより低金属量環境においても適切に分子ガス質量を反映する点が C 輝線の強みである (Glover et al., 2015). 得られた分子ガス質量関数の赤方偏移進化を星形成率進化と比較することで、宇宙史における星形成活動の変遷の主たる要因がガス総質量の変化にあるのか、ガスの密度 (ないしは星形成効率) の変化にあるのかを決定できるだろう.

こうした微細構造輝線同士の強度比ないしは輝線強度を星形成率 (連続波光度) で規格化した値は、それぞれ電離状態や電離ポテンシャルの異なる金属イオンから放射されることを反映し、ガスの物理状態の制限に使える. 近年の $z > 6$ の遠方銀河に対する ALMA 観測の進展により (図 2.16), 近傍赤外線銀河との直接比較も可能となった. たとえば、[C II] 158 μm /SFR 比の分布は遠方銀河と近傍銀河の間で大きな違いがないが、[O III] 88 μm /SFR 比は遠方銀河で明らかに大きい. これは遠方銀河において、若く低金属量の星種族が放射する「硬い」電離スペクトルにより高い電離状態が実現していることを示している (Harikane et al., 2020; Sugahara et al., 2021).

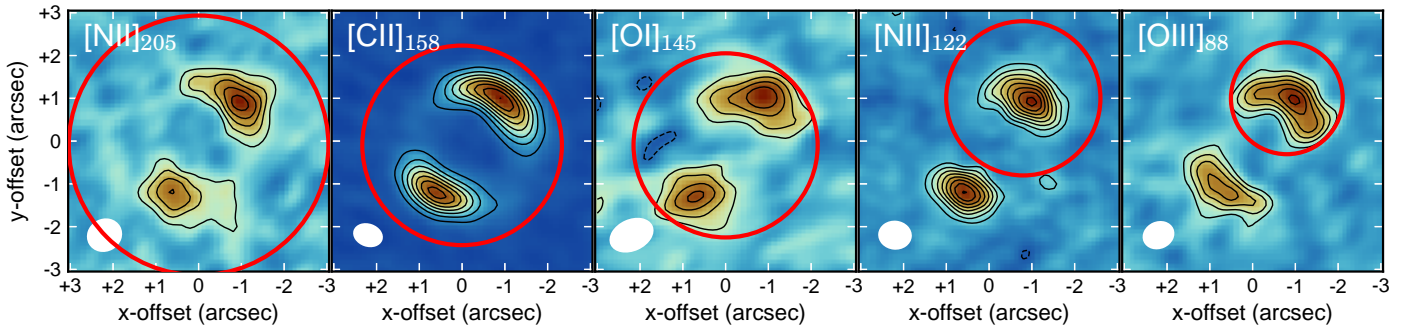


図 2.16: $z = 6.0$ にある重力レンズ銀河で検出された金属元素イオンの微細構造線 (Tadaki et al., 2022). 多輝線データを取得する目的において, ALMA の限られた周波数帯域では, 周波数設定を変えて複数回観測する必要があった. LST では CO 輝線なども含めた 10 以上の輝線放射を同時に観測できるような分光機能が求められる. また赤い円は口径 50m アンテナでのプライマリービームの大きさに対応しており, ALMA では空間分解するような広がった構造の検出が期待される.

ところで, このような遠赤外線微細構造線強度比や連続波強度との比は, 可視光領域における $[\text{O III}] 5000\text{\AA}/\text{H}\beta$ と $[\text{N II}] 6584\text{\AA}/\text{H}\alpha$ 輝線比等を用いる輝線診断法の遠赤外線版といえる. $z > 6$ といった遠方宇宙で可視光輝線診断を行うには現状 JWST が唯一の観測手段である. LST は異なる波長における独立な手段を提供するだけに留まらず, JWST が苦手とする広視野探査を可能にし, 可視光では取りこぼされるダストに埋もれた星形成領域を観測可能にする利点がある. さらに, 可視光観測だけではダスト減光の影響で天体の物理的性質に異なる複数の解釈が可能となる場合があるが (たとえばダストに富むため赤く見える銀河と真に高赤方偏移で赤く見える銀河), LST のような長波長観測を加えることでより正しい解釈が得られることも大きな利点である (Zavala et al., 2023). なお, 複数の遠赤外線輝線の強度測定を必要とする輝線診断において, LST の広い観測周波数帯域は極めて重要な要素である. 測定された複数の輝線強度比は光電離モデルで解析することが可能で, そのための代表的な解析ソフトウェアとしては CLOUDY が挙げられる (Ferland et al., 1998). 主なパラメータは HII 領域のガス密度, 金属量, 電離光子数とガス粒子数の比である. CLOUDY では与えられた光源のスペクトルとガスの各種物理量に対して電離平衡・熱平衡条件下でのスペクトルを出力する. 得られた理論スペクトルと, 観測されたスペクトルを比較することで物理パラメータに制限がつく.

分子ガスの密度・温度

低温分子ガスにおける主たる励起機構は水素分子と当該分子 (CO や HCN 等) との衝突である. 各回転遷移は固有の臨界密度とエネルギー準位を持ち, 概ね臨界密度程度の値のときに最も効率良く, その輝線放射が発生する. しかるに, 高励起線が検出される時点で, ある程度の高密度ガスが存在することが分かる (表 2.2).

また, 臨界密度・エネルギー準位の異なる複数輝線を観測し, その強度比をモデル化することで, ガス密度と温度, ならびに当該分子種どうしの存在量比も測定可能である. ただし, 分子雲から我々まで光子が届く間に起きる輻射輸送効果には注意しなければならない. 具体的には, 光学的厚みの影響を考慮するべきだが, 電波天文学ではこの問

表 2.2: CO 分子輝線の物理パラメータ

遷移	静止周波数 (GHz)	$n_{\text{crit}} (\text{cm}^{-3})^a$	E_u/k_B (K)	コメント
$J = 1 - 0$	115.271	2.2×10^3	5.5	分子ガス質量測定に広く用いられる
$J = 2 - 1$	230.538	1.2×10^4	16.6	
$J = 3 - 2$	345.796	3.8×10^4	33.2	
$J = 4 - 3$	461.041	9.1×10^4	55.3	
$J = 5 - 4$	576.268	1.8×10^5	83.0	
$J = 6 - 5$	691.473	3.0×10^5	116.2	
$J = 7 - 6$	806.652	4.6×10^5	154.9	[CI](2-1) とほぼ同じ周波数
$J = 8 - 7$	921.800	6.6×10^5	199.1	
$J = 9 - 8$	1036.912	8.8×10^5	248.9	
$J = 10 - 9$	1151.985	1.1×10^6	304.2	
$J = 11 - 10$	1267.014	1.5×10^6	365.0	
$J = 12 - 11$	1381.995	1.8×10^6	431.3	概ねこれ以上の高励起線が熱源診断に必要
$J = 13 - 12$	1496.923	2.2×10^6	503.1	
$J = 14 - 13$	1611.794	2.6×10^6	580.5	
$J = 15 - 14$	1726.603	2.9×10^6	663.4	
$J = 16 - 15$	1841.346	3.5×10^6	751.7	
$J = 17 - 16$	1956.018	4.0×10^6	845.6	$z = 6.4$ クエーサーで検出例あり ^b

^a50 K のガス温度での水素分子との衝突臨界密度. ただし, 当該遷移のアインシュタイン係数を用いて $n_{\text{crit}} = A_{ul}/C_{ul}$ と簡易的に求めたので, より正確な値は多準位遷移を考慮する必要がある.

^bGallerani et al. (2014)

題を large velocity gradient (LVG) 近似を用いて簡単化して解くことが多い. LVG 近似はその名の通り, 観測している領域に大域的な速度勾配があるとみなす. この仮定のもとでは, 視線方向の奥側から届く光子と, より手前から届く光子は異なる周波数を持っていることになり, 光学的厚みの影響を無視できる. つまり, 局所的には光学的に厚い放射であっても, 大域的には光学的に薄いと考えモデル化する. この手法はたとえば RADEX というオープンコード (van der Tak et al., 2007) に組み込まれており, ユーザーが簡単に自身のデータに適用できるようになっている (近年では python 等のラッパーモジュールも開発されている).

こうした輝線強度比の解析に最も広く用いられているのは CO 分子である (表 2.2). LST の観測波長帯には, 赤方偏移を考慮しても多くの CO 回転遷移が存在して幅広い臨界密度・エネルギー準位をカバーできるので, 高精度な密度・温度測定が可能になると期待される (図 2.17). 最も単純なケースとして 1 相の星間物質を考えることが多いが, 得られる情報量が増えるにつれ, 「低励起ガス + 高励起ガス」の 2 相モデルのような, より複雑かつ現実的なモデルを利用可能になるのも, 幅広い周波数範囲を分光して多輝線データを得る大きなメリットである.

分子ガス観測を通じた赤外線光度測定

分子回転遷移輝線の中には, 主たる励起機構が水素分子との衝突ではなく, 放射によるものが存在する (放射励起). 観測しやすい明るい輝線の中では H_2O 分子が代表的で, これまでの観測から H_2O 輝線光度と天体の赤外線

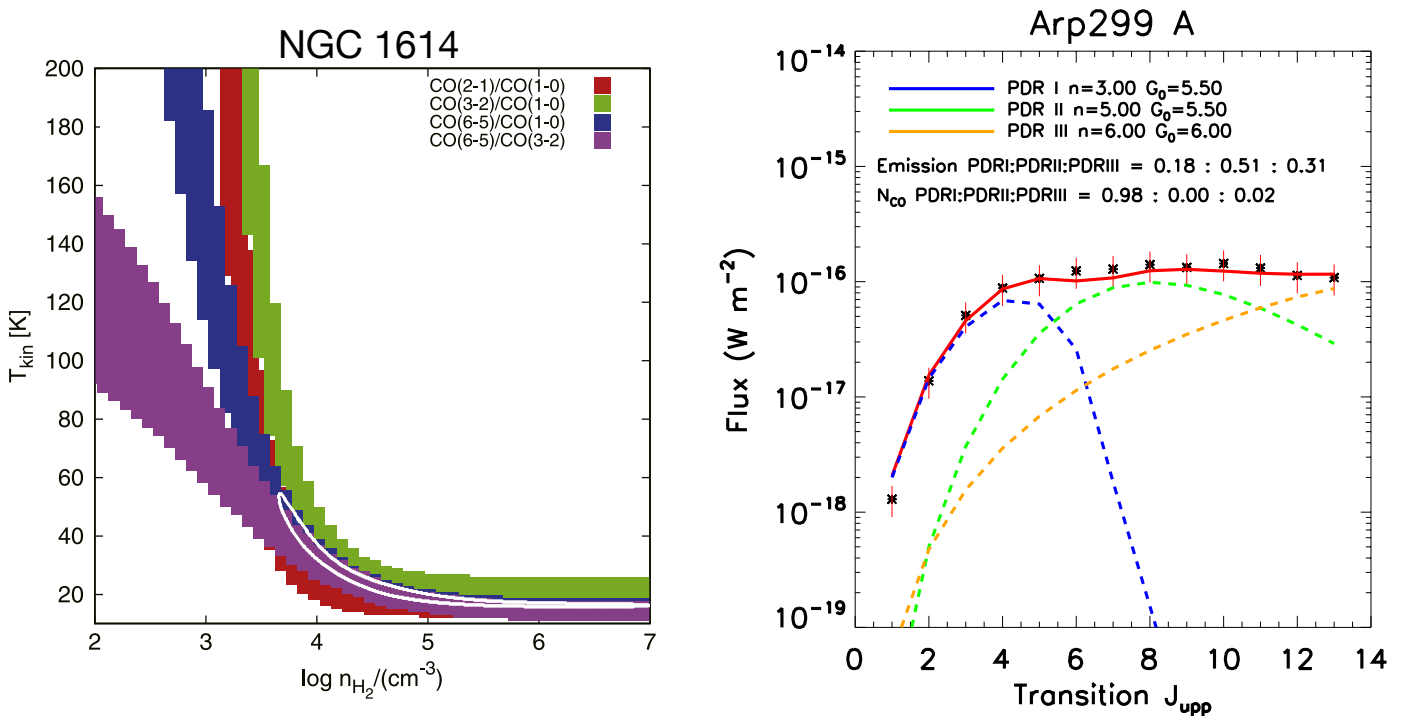


図 2.17: (左) CO 輝線強度比を用いたガス密度と温度の測定例 (Saito et al., 2017b). 1 相を仮定し, RADEX で非局所熱平衡条件下で制限している. 各色のバンドは測定された輝線強度比とその 1σ 誤差範囲を示す. (右) CO SLED とその多成分モデル化の例. 3 相の温度・密度を持つ PDR で観測結果が再現されている (Rosenberg et al., 2014). ©AAS. Reproduced with permission.

光度は非常によく相関することが知られている (図 2.18). 赤外線光度を精度良く測定するには, 一般論として近赤外線から遠赤外線にわたる幅広い波長で SED を描く必要があるため, 特に多天体観測においては現状では困難なことが多い. したがって, 単一の輝線観測で赤外線光度を推定する手法は高効率な代替手段となる可能性がある. 得られた赤外線光度は銀河の星形成率の良い指標となる. 一方で, LST の多色カメラによる撮像観測から, ダスト連続波の SED を精度よく決定することも期待されている. よって, LST を用いることで, 赤外線光度の決定と H_2O 輝線光度の決定の双方が可能となり, 連続波観測と輝線観測のシナジー効果として, ここで提案する手法のキャリブレーションも可能なことも特筆に値する.

銀河アウトフローの探査

星形成活動を抑制するアウトフロー現象は, その駆動源が AGN と爆発的星形成のいずれであっても, 銀河進化の文脈で最も重要な活動現象の一つである. アウトフローは主に「微弱かつ線幅の広い」輝線成分として検出され, 既に $z > 6$ のクエーサー (高光度 AGN) や星形成銀河で $[\text{C II}]158\mu\text{m}$ 線を用いた研究が ALMA で進みつつある (Izumi et al., 2021; Ginolfi et al., 2020). 極めて $[\text{C II}]$ 輝線の明るい天体 (赤外線光度 $L_{\text{IR}} > 10^{13} L_{\odot}$) の場合は, LST での広輝線成分検出も見込めるだろう. しかし, 数の上でより多くを占める ULIRG 級の天体については, 相当な観測時間を投資しなければアウトフロー成分の検出は難しい (ただし明るく顕著な高速度成分をもつ天体は例外

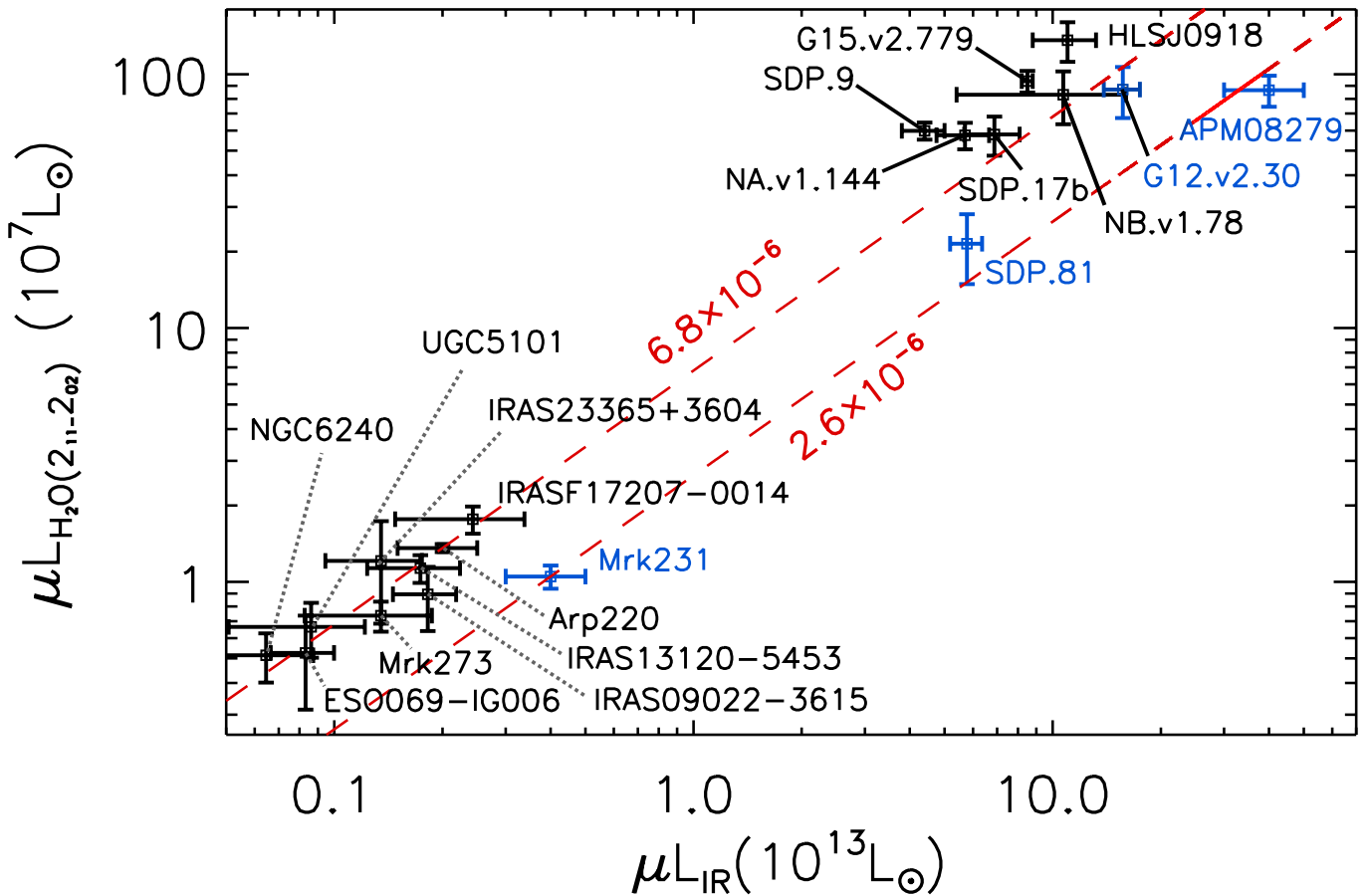


図 2.18: 赤外線連続波光度と H₂O 輝線光度の相関図 (Omont et al., 2013). 重力レンズ天体については増光率 (μ) の補正はしていない. この相関を用いれば, H₂O 輝線観測から赤外線光度や星形成率も推定可能である. Reproduced with permission from Astronomy & Astrophysics, ©ESO

的に個別観測可能だろう). これは, 電離アウトフローをトレースできる [O III]88 μ m 輝線の観測でも同様であり, ALMA とのシナジーが期待される分野である.

一方で, 輝線ではなく吸収線を使ったアウトフローの探査も考えられる. 輝線観測と異なり, 吸収線観測の場合は背景光源が十分に明るければ高い S/N を達成することができるので, LST の感度でも現実的な観測時間で検出可能となる場合があるはずである. 特に, OH 吸収線 (119 μ m 線等) は Herschel 衛星を使って近傍銀河でよく観測されており, その複数遷移線のモデル化の技法も確立されている (Veilleux et al., 2020). 吸収体は光源と我々の間に位置することから, スペクトル線の形状から容易にアウトフロー (もしくはインフロー) の有無を判定できるのが強みである. 実際, 既に ALMA を用いて高赤方偏移天体での OH アウトフローが検出され始めている (Spilker et al., 2020a,b). たとえば, LST の分光で青方偏移した OH 吸収線を持つ銀河サンプルを構築し, ALMA でさらに高感度な [C II] や CO での空間分解したアウトフロー追観測を行なうといった戦略が考えられる.

CNO 同位体比による初期質量関数の推定

恒星による元素合成では、星の質量に応じて異なる割合で炭素・窒素・酸素の同位体 ($^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ など) が合成されるので、銀河の星間物質の同位体比を測定すれば、その銀河における星の初期質量関数を見積もることができる。星間ガス中の同位体比は、分子に取り込まれた形 (同位体置換種) になるとミリ波・サブミリ波帯にあるスペクトル線で捉えられ、LST による分光観測で調べることができる。より詳しくは宇宙化学班の第 1.2.9 節を参照されたい。

多波長 3 次元深宇宙探査と銀河形成

遠方銀河の分光

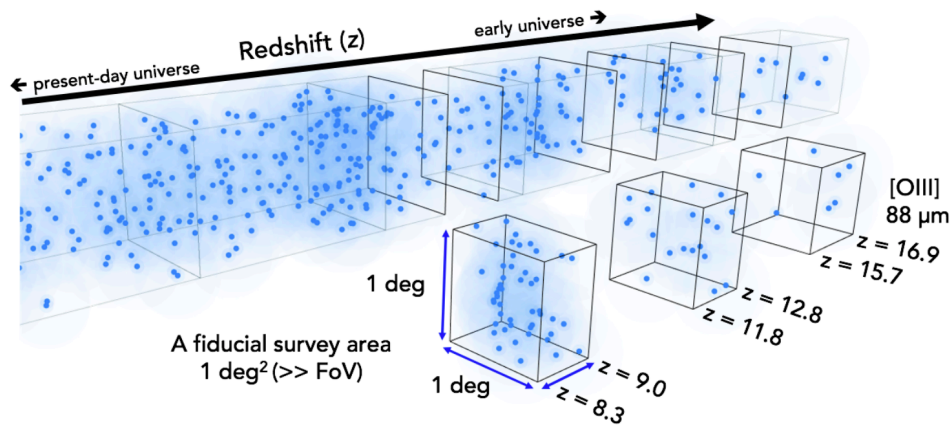


図 2.19: Kohno et al. (2020) より引用. LST は広視野かつ無バイアスに天体を分光探査できる。

まずは LST 単体で再電離期 ($z \gtrsim 6$) の銀河を遠赤外域の微細構造線で観測することを考えよう。LST の観測周波数は 70–950 GHz である。再電離期に限れば、図 2.3 や図 2.15 のとおり、それぞれの輝線で探査可能な赤方偏移範囲は [OIII] 52 μm ($z \sim 7.8$ および $z > 11$), [OI] 63 μm ($z \sim 6$ および $z > 10$) [OIII] 88 μm ($z > 7$), [CII] 158 μm ($z > 6$), [NII] 122 μm ($z > 6$), [OI] 145 μm ($z > 6$), [NII] 205 μm ($z > 6$) である²。まずは、遠方銀河でも強い放射の認められる [OIII] 88 μm と [CII] 158 μm の分光の可能性を考察する。

具体的には、Kohno et al. (2020) Figure 4 の感度を用いることで、遠方銀河の探査にはどの程度の観測体積が必要かを概算する。Kohno et al. (2020) によれば、1 視野 (1 deg²) に 3500 時間もの観測時間を投資すれば、197, 255, 352 GHz 帯における 5σ 感度はそれぞれ 0.5, 0.7, 1.0 mJy に到達することが想定されている。それ以上の周波数では、簡単のため 5σ 感度が 2.0 mJy であると仮定する。遠方銀河の輝線速度幅を典型的に LST の速度分解能に等しい 150 km s⁻¹ と仮定すれば、 5σ 限界フラックスは 0.07, 0.10, 0.15, 0.30 Jy km s⁻¹ となる。表 2.3 は、各周波数帯で [OIII] 88 μm と [CII] 158 μm を観測する場合に達成できる 5σ 限界光度を示している。

²再電離期に限らなければ、LST は各輝線をより低い赤方偏移まで観測することが可能であり、再電離期にとどまらずいわゆる cosmic noon の時代を調べる上でも強力な望遠鏡であることに注意されたい。

表 2.3: 遠方銀河の検出に必要な銀河の 5σ 限界での輝線光度

周波数帯域 (GHz)	$z_{[\text{OIII}]88}$	$\log(L_{[\text{OIII}]} / L_{\odot})$	$z_{[\text{CII}]158}$	$\log(L_{[\text{CII}]} / L_{\odot})$
197	16.2	8.7	8.7	8.1
255	12.3	8.7	6.5	8.0
352	8.7	8.7	4.4	8.0
400	7.5	8.9	3.8	8.2

遠赤外域の微細構造線の光度関数は [CII] 158 μm で調べられつつあるものの、再電離期においては不定性が大きく、他の輝線に関してはそもそも再電離期で光度関数を調べるに至っていない。後述するように、輝線の光度関数自体が LST で初めて調べることができる重要な観測量である。そこで本稿では、以下のように天体の個数密度を推定する: i) De Looze et al. (2014) によって求められた全星形成率-輝線光度の関係 ($SFR_{\text{tot}} - L_{\text{line}}$) を用いて SFR_{tot} に変換する, ii) その SFR_{tot} に相当する紫外絶対等級もしくは赤外線光度を算出する, iii) 紫外もしくは赤外の光度関数を用いて、天体の個数密度を推定する。

[OIII] 88 μm の場合であれば、上記のいずれの赤方偏移の場合もおおよそ $SFR_{\text{tot}} \sim 10\text{--}1000 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ (中央値 $\sim 100 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$) まで輝線を検出できる。以下では簡単のため SFR_{tot} の中央値の例を検討しよう。この SFR_{tot} は、紫外線で選択される銀河であれば、 $M_{\text{UV}} \sim -23.0$ AB mag に対応する (Kobayashi et al. 2013; $C_{\text{SFR}} \equiv SFR / L_{\nu, \text{UV}}^{\text{int}} = 1.4 \times 10^{-28} M_{\odot} \text{ yr}^{-1} (\text{erg s}^{-1} \text{ Hz}^{-1})^{-1}$ を仮定)³。例えば Bowler et al. (2020) や Harikane et al. (2022b) の紫外光度関数と比較すると、 $z \sim 8, 9, 10, 13$ にある天体の個数密度は共動座標系で $\sim 10^{-7} \text{ Mpc}^{-3}$ である。よって、これらの天体を十分にサンプリングするためには $\sim 10^8 \text{ cMpc}^3$ 程度の観測体積は必要かもしれない。同様に、 $SFR_{\text{tot}} \sim 50\text{--}100 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ を赤外線光度に変換した場合、例えば本稿「未だ発見されていない「隠れた」銀河」で述べられているとおり、 $z \sim 7$ であれば個数密度 $\sim 2 \times 10^{-5} \text{ cMpc}^{-3}$ となる。よって $z \sim 7$ であれば、1 視野あたりで 30 – 300 個程度の天体から [OIII] 88 μm 輝線を検出できると見込まれる。

無バイアスな分光探査

従来の遠方銀河の分光観測では、主に広視野の紫外線もしくは赤外線の色選択によってサンプルを構築したのち、i) 分光赤方偏移 (z_{spec}) の確定した天体や ii) 精度良く測光赤方偏移 (z_{photo}) が推定された天体のフォローアップ観測を行うことが主流になっている。ある天域で事前に z_{spec} や z_{photo} の情報を持つ天体があれば、LST はそれらを限界フラックスまで全て分光できる。このうち、天体静止系の紫外-可視光の z_{spec} や z_{photo} がある天体は、今後、Subaru-PFS, ULTIMATE/IFU, JWST, VLT/MUSE をはじめとする様々な可視光-中間赤外域の観測で大規模な分光観測が進むと予想されている。一方で、LST は紫外-可視光で暗いか全く検出されない、ダストに覆われた天体を、初めて高効率に分光できる点で独自の強みがある。また、銀河形成進化を正しく理解する上で、上記の可

³Kobayashi et al. (2013) で議論されているように、星年齢が 10 Myr 程度よりも若い場合、係数 C_{SFR} は 1 桁程度も大きくなることに注意されたい。この場合、ある SFR_{tot} に対応する紫外光度は 1 桁程度も暗くなる。紫外光度関数を考えれば、LST で検出できる銀河の個数が飛躍的に増加することを意味する。

視光プロジェクトと相補的な役割を果たすことが期待される。さらに、ALMA と比べ、LST は広帯域かつ広視野の観測に強いため、分光観測を効率的に行える。特に、ダストに濃く覆われた銀河のうち重い天体は、構造形成の観点で周囲にも銀河が存在する可能性があり (e.g., Decarli et al. 2017; Fudamoto et al. 2021), 広視野観測の重要性は高い。

また、LST は従来のカラー選択によらず、銀河をある限界フラックスまで無バイアスにサンプルできる。既存の無バイアスな観測を例に挙げると、VLT に搭載された面分光装置 MUSE によって、 $z = 2.9 - 4.6$ にある紫外銀河が $SFR_{\text{tot}} = 0.1-1 M_{\odot}\text{yr}^{-1}$ まで、恒星質量は $10^7 M_{\odot}$ まで観測されている (Feltre et al. 2020)。興味深いことに、前述の MUSE を用いた無バイアスな観測によって、従来のライマンブレイク法で見逃されていた紫外線銀河の存在が明らかになっている (e.g., Inami et al. 2017; Hashimoto et al. 2017)。撮像データを用いたカラー選択においては、遠方銀河ではない偽物天体の混入を避けるため、安全な閾値が設定されている。しかしこの設計ゆえに、銀河種族の全体を選択することができないのである。LST は、サブミリ波帯の無バイアスな面分光探査によって、従来のダストカラー選択から漏れている天体 (e.g., ダスト温度が高い/低い) の存在を明らかにする可能性があり、包括的な銀河進化の研究で重要な寄与を果たすことが期待される。

輝線の光度関数

このような無バイアスな観測は、輝線光度関数の評価においても威力を発揮する。例えば、ALMA は視野が小さいため、 $z > 4$ の [CII] 輝線を狙った大規模探査もターゲット天体を中心にした選択的な天域を調べることになるため、光度関数の評価は難しいことが知られている (e.g., Yan et al. 2020)。また、ALMA 大規模プロジェクトの一つである ASPECS (e.g., Aravena et al. 2019; Decarli et al. 2020) は、HUDF の一部に相当する 4.6 arcmin^2 を 1.2 および 3 mm 帯で調べ、low- J CO 輝線の光度関数の導出に成功しているものの、探査領域は銀河の大規模構造を考えると極めて小さく、高密度領域や低密度領域を含めた宇宙の平均的な様子はまだ明らかになっていない。LST の広視野観測は、初めて宇宙の大規模構造の影響 (cosmic variance) を受けずに CO 輝線や赤外線の微細構造線の光度関数を正しく評価できる。さらに、LST は広視野観測を活かして希少な明るい天体を多数発見できるため、光度関数の明るい側を制限する上で特に威力を発揮する。また、光度関数の暗い側に関しても、ALMA に比べて銀河数が大きいと、重要な役割を果たすと期待される。

輝線の光度関数の進化を調べることで、物理量の体積密度の時間進化を調べることができる。例えば、前述した ASPECS では、CO 輝線の光度関数および CO 輝線光度-分子ガス質量の適切な換算係数 (α_{CO}) を用いて、分子ガスの体積密度 ($\rho_{\text{H}_2} [M_{\odot} \text{Mpc}^{-3}]$) の時間進化を調べた (Decarli et al. 2020)。銀河の星形成率密度 [$M_{\odot} \text{yr}^{-1} \text{Mpc}^{-3}$] の時間進化と同様に、 ρ_{H_2} は $z \sim 2$ でピークを持ち、現在にかけて減少することが示されている。同様に、[CII] 光度関数 (観測: Hemmati et al. 2017; Swinbank et al. 2012; Matsuda et al. 2015; Yamaguchi et al. 2017; Loiacono et al. 2021, 理論: Popping et al. 2016; Lagache et al. 2018) や [OIII] 光度関数 (理論: Moriwaki et al. 2018) を観測と理論の両面から調べ比較することで、銀河形成モデルや、組み込んでいる輝線放射のモデルに制限を

つけることができるだろう.

他の望遠鏡とのシナジー

ここでは分光データの観点で他の望遠鏡とのシナジーを述べる. 遠赤外線 of 微細構造線は, ISM の重元素量や電離度など重要な情報をもたらす (前項を参照されたい). このような ISM の物理量は紫外線や可視光の輝線によっても得られる. しかし, 遠赤外域の輝線はダストによる輝線の減光の影響を受けずに物理量を求められる. よって, ダストに隠された銀河の ISM の性質を調べる上で決定的に有利である. また, 可視光と赤外線の輝線が同時に取得できているケース (例えば, 近傍宇宙の ULIRG: $L_{\text{IR}} > 10^{11} L_{\odot}$) においては, 両者から得られた重元素量に系統的な差があることが示されている (e.g., [Spinoglio et al. 2022](#); [Chartab et al. 2022](#)). これを以下で詳述する. ULIRG のように爆発的星形成を行っている天体の星質量-重元素量 ($M_{\star} - Z$) 関係を正しく理解することは, 当該銀河の銀河進化における位置づけを理解する上で欠かせない. 可視光によって推定された重元素量を用いると, ULIRG は星質量に対して重元素量が低い天体として認識されるが, 遠赤外線の微細構造線によって推定された重元素量を用いると, この傾向は見られない. なぜ異なる波長で違う結果になるのかは十分に理解されていないが, 多波長があって初めて調査できるという意味で, シナジー的な課題だと言えるだろう. 近年, high- z においても紫外のカラーで選択されつつも ULIRG のような天体が発見されていることを考慮すると (e.g., [Hashimoto et al. 2019](#); [Inami et al. 2022](#)), 今後, JWST, GREX-PLUS, ユークリッド, ローマン望遠鏡, すばる望遠鏡等で発見される high- z の紫外カラー選択された天体においても, 遠赤外線の微細構造線の観測は重要である.

他のシナジーとして, VLT/MUSE, JWST, PFS によって多数発見されるような星形成率の低い天体の遠赤外線の性質を挙げる. 上記の可視望遠鏡によって発見された z_{spec} を特定した天体に対して, LST データのうち特定の輝線の周波数を取り出し, スタッキング解析を行うことで, 擬似的に星形成率の低い側で輝線の性質を調べることができる. 最近の研究では, 星形成率の低い ($\text{SFR} \sim 1 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$) 銀河は, 星形成率の高い銀河と比べると, 星形成率と [CII] 輝線光度の関係 ($L_{\text{[CII]}} - \text{SFR}$) が異なる可能性が指摘されているが, 決定的な議論には至っていない (e.g., [Matthee et al. 2019](#)). LST によって初めて本課題に取り組むことができると期待される.

2.2 期待される成果の全体像

近年 ALMA によって垣間見えた初期宇宙でのダスティな星形成銀河の存在により, その全体像を捉えるためのサブミリ波帯での大型サーベイ観測の重要性は増している. 初期宇宙では急速なダスト生成がないと説明できないダストを大量にもつ銀河が検出されている. また, 紫外線・可視光線観測では見つからないような銀河が偶然発見されているが, 大視野をカバーするサーベイが困難な ALMA ではその全容を捉えることはできない. ALMA の運用開始からほぼ 10 年となるが, 無バイアス観測された領域はせいぜい 100 平方分程度である. しかし, 興味深いことに, ターゲット観測で輝線スキャンを用いて分光赤方偏移同定された $z > 6.5$ の銀河数は, $\text{Ly}\alpha$ によって分光赤

方偏移同定された数に既に迫っており、サブミリ波輝線を用いた遠方銀河探査の効率の良さが分かる。このことから、LST が目指す、視野 1 平方度の広視野を持ちながらも高感度で広帯域な観測の実現は、遠方宇宙で星形成の全貌を解明するゲーム・チェンジャーになると期待される。

まず、ターゲットを事前選定しない無作為なサンプルを桁違いの数で構築することができる強みをもつ。しかも、このサンプルの中には、今まで発見されなかったダストに完全に隠された銀河も自然と含まれる。また、広視野で高感度な観測により、レアな明るい銀河も、より典型的な暗い銀河も、どちらも数多く捉えることが可能となり、隠れた星形成を行う銀河の個数密度や光度関数等の高精度な統計的調査を初めて実現させることができる。更には、存在数の少ない希少な天体の発見にもつながる。例えば、巨大星形成銀河は数としては多くないが、楕円銀河や大質量の受動的銀河の祖先である候補天体とされており、星形成の進化を理解する上で重要な役割を担う。現在赤方偏移 $z \sim 3-4$ で発見されている受動的銀河は、今後の観測により更に高赤方偏移でも存在が発見される可能性もあり、LST が狙う更に初期の宇宙にはその祖先が存在するはずである。特に、サブミリ波銀河は受動的銀河の祖先として有力な候補とされており、ダスト放射を直接捉える LST でないと発見できない可能性が非常に高い。また、巨大銀河を系統調査できることで、各時代での銀河の表面個数密度を精度良く求め、巨大星形成銀河と受動的銀河の進化を直接結びつけることができるようになる。

一方で、多数の銀河を無作為に観測できることから、これまで思いも寄らなかった希少な銀河種族の発見も考えられる。現在の構造形成論を基に予測すると、種族 III 星と種族 II 星から成る混合種族をもつ特異な天体や球状星団形成の現場を検出することも可能かも知れない。これは LST が初代星を直接検出するだけではなく、宇宙最初の重元素汚染を捉えることを意味する。また、高空間分解能をもつ ALMA 等とのシナジーにより初代銀河で高温ダストをもつコンパクトな放射源を銀河中心核から外れた場所で発見した場合、それは球状星団の形成現場を初めて捉えた可能性が高い。球状星団の形成現場を直接観測することは困難であるゆえ、発見から 100 年以上たった現在でも形成メカニズムは分かっておらず、LST による新発見と ALMA 等によるフォローアップ調査がブレイクスルーをもたらすかも知れない。

また、広い領域に渡る遠方銀河の同定は、冷え切った暗黒時代の宇宙を再電離させたメカニズムの解明にも一役を担うと期待される。現在は主に Ly α 輝線銀河を大規模構造トレーサーとした研究が行われているが、中性度が高くなる赤方偏移 6 以上では Ly α の検出が難しくこの手法は難しくなる。一方で、LST が $z > 6$ 狙う [CII] や [OIII] の輝線ではこの問題はなく、銀河間ガスの加熱現象を捉えることができる。例えば、[CII] や [OIII] の輝線強度関数をもとに銀河から漏れ出した電離光子の脱出確率を求め、宇宙再電離史に制限をつけることができる。また、LST による広領域の遠方輝線銀河を大規模構造トレーサーとし、SKA 等の電波干渉計観測で得られた中性水素輝線 (21cm 線) マップとの相関解析から宇宙再電離の進行度合いや電離バブルサイズが分かり、宇宙再電離の進化や性質を明らかにすることができる。

宇宙大規模構造の形成や銀河環境効果を理解する上でも LST は不可欠である。ダスティな原始銀河団の誕生現

第 2. 初期宇宙における銀河の形成

場, 密集した銀河の集団での銀河進化を調査するには, LST にしか実現できない広視野・高感度・広帯域の観測による銀河団の特定が最初の一步となる. 特に, 宇宙再電離期での初代銀河団・初代銀河群の発見を実現できると期待され, ダスティな銀河の形成と宇宙大規模構造の関係を明らかにすることができる. また, こうしたダスティな銀河は, 2030 年代の他計画で静止系紫外線や可視光線を用いた観測で発見されるであろう原始銀河団にも存在すると考えられるが, LST による効率良いフォローアップ観測によりその全貌の理解によりやく辿り着ける.

上述のように LST が発見・観測する銀河は基本的にはダスト放射をもつ銀河であり, 宇宙初期でのダスト生成と進化を理解することにも繋がる. ALMA の観測により, 静止系紫外線放射で選択された銀河にも関わらず赤外線光度が $10^{11} L_{\odot}$ 以上の高光度赤外線銀河の検出数が $z > 6.5$ でも増加しており, 宇宙初期でのその存在の重要性が確認されつつある. しかし, 宇宙年齢が 10 億年にも満たない若い時期に, 大量のダストが形成されるメカニズムはまだ良くわかっていない. この解明には, 高感度で多バンド観測ができる LST を用い, より多くのダスティ銀河を観測する統計的・系統的な調査を行うことが必須となる. 特に, $350\mu\text{m}$ の短波長も含めた観測を実現することで, 高赤方偏移の銀河に対し赤外線光度決定に重要なダスト SED のピーク付近を捉え, 赤外線光度とダスト温度を正確に求めることができるようになる. ダスト温度を精度良く測定できれば, それと縮退するダスト質量の測定も可能となる. また, 静止紫外線や可視光線の観測と比較することで, ダスト減光曲線や減光量といった基本的な物理量を明らかにできる.

LST の分光観測は, 紫外線・可視光線観測では困難なダスティな銀河の赤方偏移を精度良く決定することはもちろん, 銀河ガスの研究にも大きな進展をもたらすことができる. まず, ALMA では困難な広帯域に渡る観測で複数の輝線検出を実現することにより赤方偏移の不確定がなくなる. 検出が期待される主な輝線には電離領域や光解離領域から放射される [OIII], [CII], [NII], [CI], [OI] などがある. これらの輝線の組み合わせにより, これまで静止可視光線で行われてきた輝線比による物理化学診断が, ダスト吸収の影響を受けない遠赤外線領域で出来るようになる. 特に遠方銀河に関しては, 静止可視光線での診断は JWST の面分光観測に頼るしかなく, 一方で, LST であれば広帯域の多天体分光装置で大量の銀河を効率良く分光することができ, または広視野・広帯域の観測装置では無バイアスな分光観測ができる. 他にも, 星形成率と良く相関する輝線もあり, 統計サンプルを獲得できる LST であれば, 連続光を用いずに輝線光度のみから赤外線光度を推定する手法を確立できる可能性も大いにある. LST が初期宇宙で狙う波長域には複数の CO 輝線もあり, 幅広い臨界密度・エネルギー準位をカバーし, 様々な励起をもつガスの密度や温度の測定を高精度に求めることが出来る. 更には, 興味深いことに $^{13}\text{CO}/\text{C}^{18}\text{O}$ の輝線比から初期質量関数を推定することも可能である. 最近の研究では赤方偏移 13 で既に星形成が起きている可能性が示唆されており, 宇宙年齢が数億年の時代に既に比較的大きな質量をもつ銀河が存在すると考えられるが, 急激に大質量を持った物理機構の理解に繋がるだろう. また, OH などの吸収線もサブミリ波帯で観測され, ガスのアウトフローやインフローを LST 単独で特定できる強みを持ち, ガスの運動と星形成の関係を明らかにできる. こうして様々なスペクトル線の調査が可能だが, LST の最大の強みはこれらを数多くの銀河に対し同時観測または効率よく観測し一挙に

捉えられることである。無バイアスな分光探査ではこれまで見逃されていた興味深い銀河の発見を可能にする。大型なスペクトル線サーベイは、これまで困難であった、輝線の光度関数、電離・中性・分子ガスの相、重元素量の進化を明らかにすることができ、星形成進化との関連付けを可能にする。

サブミリ波帯で広視野・高感度・広帯域を実現させる LST の連続光観測や 3 次元観測は、未だに謎に包まれている初期宇宙の星形成率密度といった基本的な物理量の理解から、それを支える複雑な物理メカニズムも明らかにし、宇宙創成期の全貌解明に迫ることができる。

2.3 謝辞

本章のレビューし的確なフィードバックをくださった早稲田大学の井上昭雄さんのおかげで、より良い内容となりました。この場をお借りして深く感謝申し上げます。