

超広視野初期宇宙探査衛星
Wide-field Imaging Surveyor for High-Redshift
WISH

JAXA 宇宙科学研究本部 理学委員会
衛星ワーキンググループ提案書

2008年9月

WISH 推進チーム

WISH 検討ミーティング 参加メンバー

山田 亨:PI (東北大)

岩田 生, 常田 佐久, 児玉 忠恭, 諸隈 智貴, 小宮山 裕 (国立天文台)

松原 英雄, 和田 武彦, 大藪 進喜 (宇宙研)

河合 誠之 (東工大)

太田 耕司, 矢部 清人 (京都大)

土居 守, 安田 直樹, 内一・勝野 由夏 (東京大)

後藤 友嗣(ハワイ大)

目次

1 計画概要.....	5
1.1 基本仕様.....	6
1.2 ミッションの特長 -- 他の装置、計画との比較.....	6
1.3 検出限界.....	7
1.4 サーベイ計画	10
2 科学目的.....	11
2.1 宇宙からの広視野近赤外線観測の科学的意義.....	11
2.2 最遠方天体の発見	12
2.2.1 研究意義とこれまでの研究	12
2.2.2 観測手法	13
2.2.3 期待される検出数	13
2.2.4 3-5 ミクロン帯での観測の重要性	15
2.2.5 フォローアップ観測および他の装置との関係	15
2.3 宇宙再電離期の系統的探査.....	16
2.3.1 科学的意義.....	16
2.3.2 宇宙最電離期における系統的銀河探査	16
2.3.3 QSO 探査	17
2.4 銀河の質量集積史、宇宙の星形成史、宇宙大規模構造の発展.....	17
2.4.1 銀河の質量集積史	17
2.4.2 宇宙の大局的星形成史と再電離過程の調査.....	18
2.4.3 宇宙大規模構造の発展.....	19
2.5 変光天体	20
2.5.1 超新星探査.....	20
2.5.2 ガンマ線バースト	21
2.6 その他の期待される科学的成果	23
3 望遠鏡と広視野カメラ	24
3.1 望遠鏡光学系	24
3.1.1 光学系	24
3.1.2 主鏡	26
3.2 望遠鏡構造.....	28
3.2.1 望遠鏡の構造.....	28
3.2.2. バッフリング	29

3.3 広視野カメラ（焦点面レイアウト）	30
3.4 検出器	31
3.4.1 使用する検出器の候補	31
3.4.2 現状と課題	33
3.5 フィルター・シャッター	34
3.5.1 HOP 超広視野カメラプロジェクトでの検討	34
3.5.2 赤外線望遠鏡への対応	36
3.5.3 スリットレス分光モード	36
4 衛星	37
4.1 衛星の構造	37
4.2 サイズと打ち上げ vehicle のフェアリング	38
4.3 重量バジェット	39
4.4 熱設計	40
4.5 軌道、ランチャ	40
4.6 データ量、ダウンリンク	41
4.6 衛星姿勢制御	42
5. 開発体制とスケジュール	43
5.1 ミッションの特性について	43
5.2 スケジュール	43
5.3 開発・試験体制、WG 結成後の進め方	44
5.4 日本の光赤外ロードマップにおける位置づけ	48
5.5 マンパワー、国際協力	48

1 計画概要

本計画は、口径 1.5m 鏡と視野直径約 30 分角の近赤外線カメラを搭載した宇宙望遠鏡衛星を 2010 年代中盤に打ち上げ、従来の地上からの観測で達成不可能であった深さで非常に広い天域のサーベイ（捜天）観測を行い、初期宇宙における第 1 世代銀河の探索を中心に、斬新なデータによる幅広い天文学研究の推進を目指すものである。

初期宇宙における天体からの赤方偏移した放射をとらえるためには、波長 1-5 μm の近赤外線波長域の観測が必要不可欠である。この波長帯においては、地上からの深宇宙観測が地球大気・夜光および熱雑音によって制限されているのに対し、適切に冷却した衛星によるスペースからの観測を行うことによって、より高感度を得て、ユニークかつ大きな成果を上げることができると期待される。さらに、視野 30 分角という広視野観測機能により、これまでにないサーベイパワーを達成し、これによって初期宇宙天体についての広範な探索観測を実現したい。以降で詳しく述べるように、このミッションによる主要な科学的目標は次の通りである。

- (1) 地上から達成不可能な深い探索による**宇宙最遠方=宇宙最初期の銀河の発見**、および**宇宙再電離期における天体形成の系統的研究**
- (2) 遠方 Ia 型超新星探索による宇宙膨張則と暗黒エネルギーの研究を中心とする、**突発天体・変光天体の探索**
- (3) 近赤外線観測の特徴を活かした**銀河形成・進化についての広範な研究**

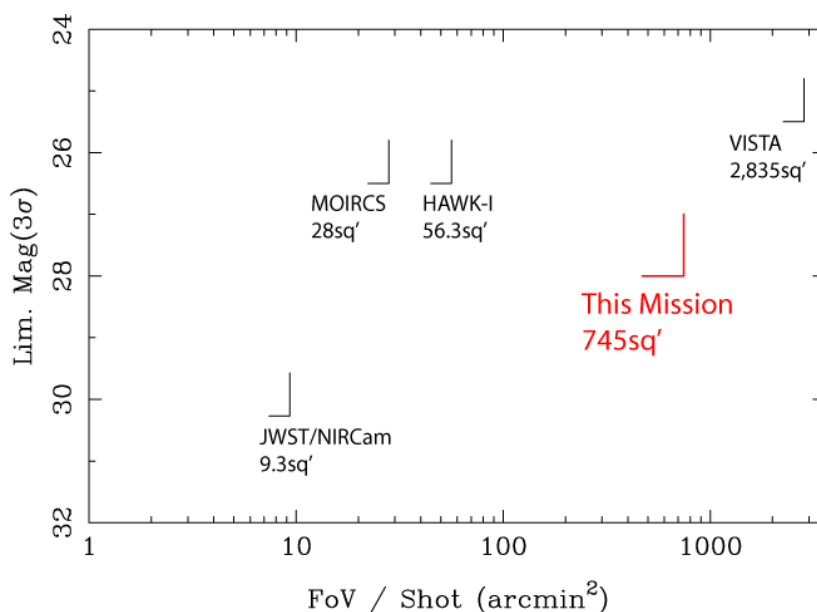
初期宇宙銀河の探索や、超新星による暗黒エネルギー研究は、世界の天文学の最重要課題と位置づけられるものであるが、同時に、上記の科学的目標は、我が国の「すばる望遠鏡」や「あかり」衛星がこれまでに達成してきた成果をさらに発展させるものであり、日本の光赤外天文学が、現在世界の第一線で活躍し、また、世界をリードしている部分を、さらに継続的に進展させることを目指すものでもある。一方、国際的に見ても、本計画に匹敵する視野（30 分角）を持ち、かつ 1-5 μm の波長帯をカバーする装置の提案はほかになく、現時点において国際的にも、強力かつユニークな計画と言えるだろう。是非とも、Working Group を組織し、より実践的かつ強力に本計画を推進したい。

なお、本計画は、JAXA が 2010 年代の大型計画として推進している赤外線衛星 SPICA や、国立天文台が中心となって推進している地上の 30 m 望遠鏡計画(TMT 計画) とも、波長域や観測手法、科学的目標において、非常に良い相補関係にある。一方で、これまで、我が国においては主に地上観測が主体となってきた可視光～近赤外線波長域においても、高感度化、高精度化を達成することが可能なスペースからの観測へのシフトが必然的な要求になってきており、本計画を比較的短いタイムスケールで実現することは、TMT などに続く、さらに将来の光赤外スペースミッションへの基礎としても、重要な意義を持つと期待される。

1.1 基本仕様

望遠鏡	
主鏡口径	1.5m
観測波長帯	1 μ m – 5 μ m
視野角	約 1000 平方分角 (直径約 35 分角の円に相当)
冷却温度 (焦点面)	100K 以下 (目標 40K) 受動的冷却
広視野赤外線カメラ	
検出器	HgCdTe (18 μ m/pixel) 焦点面にモザイク状に配置
空間サンプリング	0.15-0.2"/pix
動作温度	80K (受動的冷却)
フィルタ	1 μ m から 5 μ m までを均一にカバーする約 5 枚の広帯域フィルタ 狭帯域フィルタ / スリットレス分光: (TBD)
衛星・ロケット	
軌道	SE-L2 (対案として、近地球軌道も検討)
打ち上げ	HIIA (対案も検討)
総重量	約 1.3t (H-IIA での複数衛星同時打ち上げに対応)
その他	
ミッションライフタイム	5年間

1.2 ミッションの特長 -- 他の装置、計画との比較

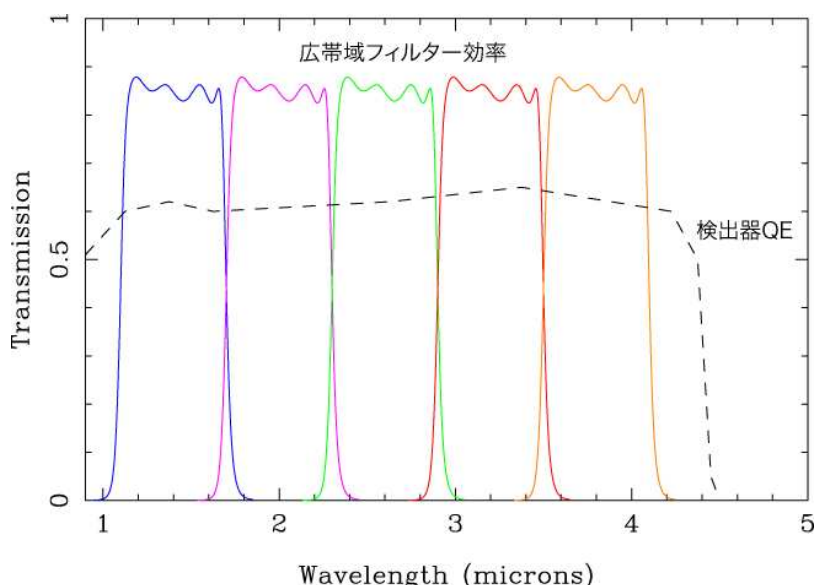


[図 1-1: 本計画の検出限界および装置視野と、現在の 8m 級望遠鏡の広視野近赤外線カメラ(すばる MOIRCS、VLT HAWK-I)、4m 級地上近赤外線サーベイ望遠鏡 VISTA、および JWST/NIRCam の検出限界および視野の比較。検出限界は 2 μ m 付近での値]

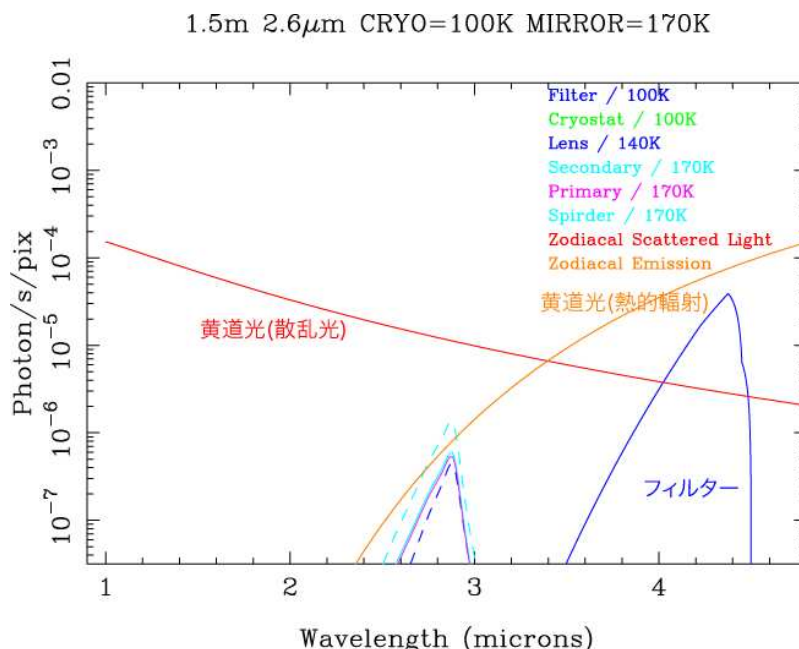
本計画の目標検出限界および装置視野を、現在および本計画とほぼ同時期の計画での装置の検出限界、視野と比較すると、本計画が非常にユニークな位置にあることが分かる。本計画は地上望遠鏡で達成できる検出限界をはるかに上回り、8m 級望遠鏡の広視野カメラよりも圧倒的に広い視野を確保する。6.5m の口径を持つ JWST の近赤外線カメラは、はるかに深い検出限界を達成する予定であるが、視野が非常に狭いため、宇宙のごく限られた範囲しかサーベイできないことになる。

1.3 検出限界

地上望遠鏡での近赤外線撮像で使用されているフィルターは、地球大気の窓に合わせてあるが、スペースミッションでは地球大気の影響はないので、波長のギャップのないフィルターを設定するのが科学目的からは望ましい。ここでは、単純なケースとして、 $1.1\mu\text{m}$ から $4.1\mu\text{m}$ までを均一にカバーする 5 枚の広帯域フィルター (FWHM はそれぞれ $0.6\mu\text{m}$) を仮定し、これらを用いた場合の検出限界を計算した。なお、以下に示すように、クライオスタットの温度を 100K と仮定した場合、長波長側での感度は主に装置からの熱的輻射に支配されている。どこまで長波長を観測できるかは、冷却および検出器等の性能に依存している。

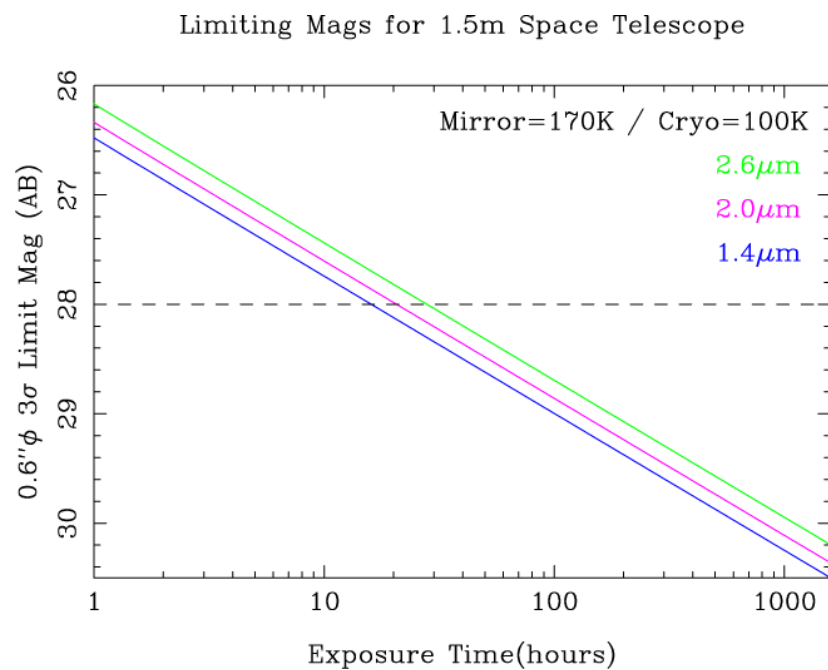


[図 1-2: 検出限界推定に使用した仮想的なフィルター効率と検出器量子効率]



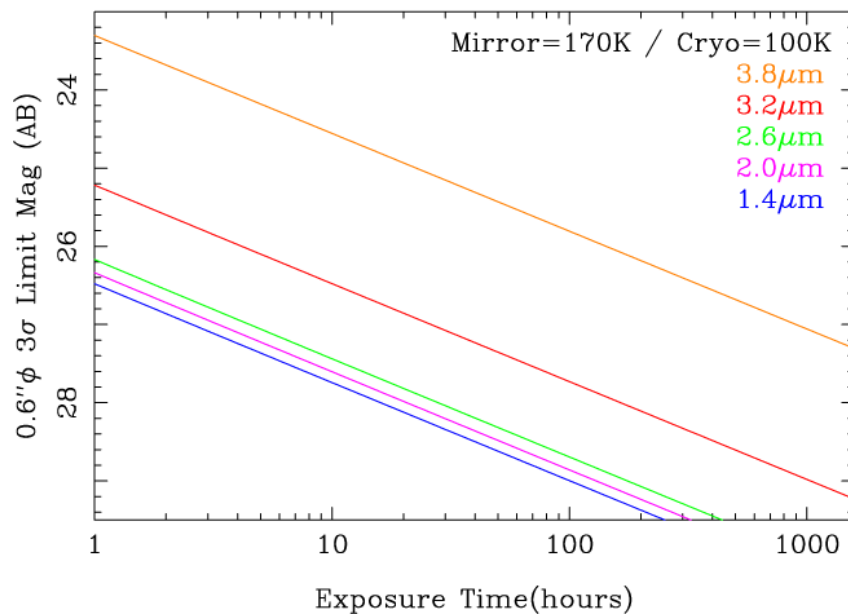
[図 1-3: 1 画素あたりの黄道光および望遠鏡、装置からの輻射量。ピクセルスケールは $0.15''/\text{画素}$ 、望遠鏡温度は 170K 、クライオスタットやその内部にあるフィルターは 100K を仮定した。]

主鏡およびスパイダーが 170K 、補正レンズが 140K 、クライオスタットおよびその内部のフィルターが 100K に冷却されている場合の単位時間 1 画素あたりの光子数は図のようになる。この計算ではフィルターが検出器直前に配置されており、その輻射が大きいのが、 100K まで冷却すると黄道光よりも低くなると予想される。



[図 1-4: オンソース積分時間による点源検出限界の変化。短波長側の 3 枚のフィルターの場合]

Limiting Mags for 1.5m Space Telescope

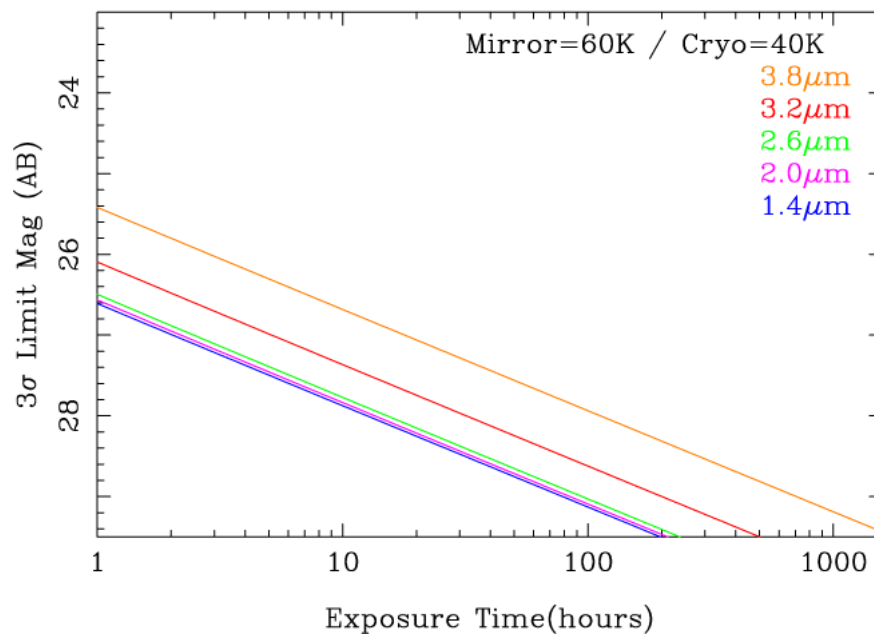


[図 1-5: オンソース積分時間による点源検出限界の変化。長波長側のフィルターでは熱的輻射の影響が顕著になり、短波長側よりも検出限界は浅くなる]

短波長側の 3 枚のフィルターを使用した撮像では、熱的輻射の影響がほとんどないため、十数〜30 時間のオンソース積分時間で **3σ 28AB** 等級という、地上では達成不可能な深さに到達することができる。長波長側では本計算で仮定した冷却温度では相対的には浅い感度にとどまると考えられるが、3μm で 26AB 等級、4μm で 25AB 等級という深さは地上からの観測では到達不可能な深さであることは強調したい。

軌道を L2 に設定した場合、受動的な冷却でも、30-40K への冷却が可能と考えられる。クライオスタットを 40K、ミラーを 60K にした場合の予想限界等級を図に示した。クライオスタット 100K の場合と比較すると、長波長側でも 20-30 時間の積分で 27AB 等級にまで到達できることが分かる。ただし、この検討においては大型フィルターがクライオスタットと同じ 40K になっているなど、地上での試験環境の確保や打ち上げまでの温度と運用時の温度の差など、技術的な困難は大幅に増加することに留意する必要がある。科学的目標の達成に必要な検出限界と実現可能性が整合するよう、温度設計を進めるべきである。

Limiting Mags for 1.5m Space Telescope



[図 1-6: 鏡を 60K、クライオスタットを 40K まで冷却した場合のオンソース積分時間による点源検出限界の変化]

以上のように、本提案書で述べる受動的な冷却で実現可能と考えられる範囲の冷却であっても、極めて深い限界等級を達成できると期待される。

1.4 サーベイ計画

サーベイ計画は、5年のライフタイムにおける総有効観測時間をもとに評価した。本計画では宇宙最遠方銀河の発見および宇宙再電離時代の系統的探査という主目的のための主力サーベイとして、3バンドで28AB等級に達し、100平方度をサーベイするウルトラディープサーベイ(UDS)を主体とする。このサーベイは反復的にサーベイを行うので、変光天体のサーベイが同時に可能である。また、UDSと平行して全広帯域フィルター(および搭載する場合には狭帯域フィルター)でUDS範囲の中の重点天域をサーベイする。さらに、検出限界はそれほど深い必要はないが、より広い範囲を探査する必要のある科学目的(構造形成、銀河進化、QSO探査、銀河系内探査等)のためのウルトラワイドサーベイ(UWS)も実施したい。UWSは1,000平方度程度であっても、数ヶ月という比較的短時間で実施可能である。

- ウルトラディープサーベイ (UDS)
3バンド、100平方度、検出限界: 28AB
- マルチバンドサーベイ (MBS)
5バンド、天域はUDSに含まれる、検出限界: 27-28AB
- ウルトラワイドサーベイ (UWS)
2-3バンド、1000平方度、検出限界: 24-25AB

2 科学目的

概要

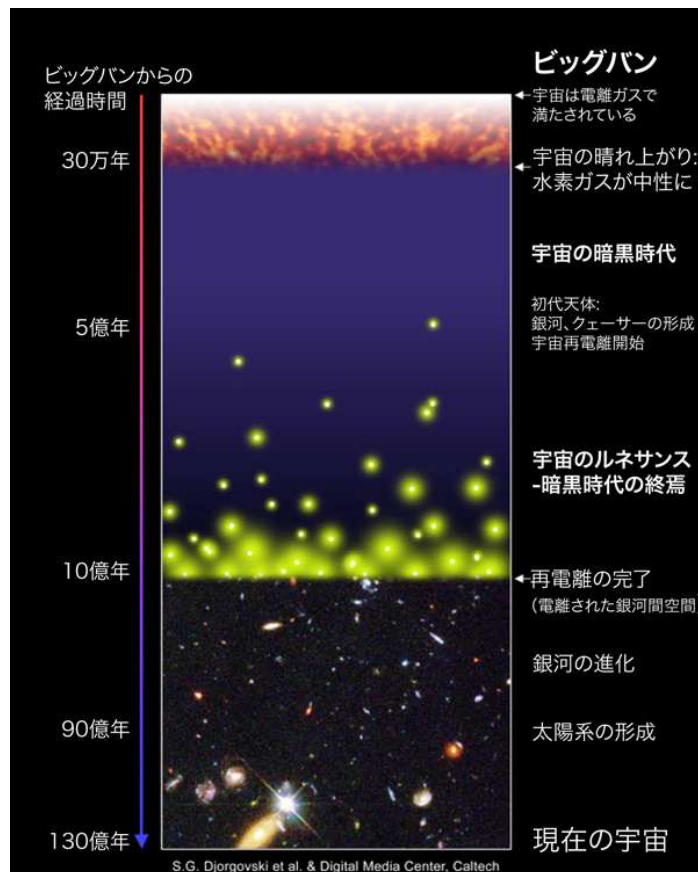
この章では WISH 計画が目指す科学目的について概説する。WISH の最大の特徴は、1-5 μ m の波長域で地上からは達成不可能な深さで、かつ 100 平方度という極めて広い天域をサーベイすることであり、このサーベイにより宇宙最遠方の銀河を発見し、宇宙再電離期における天体形成を解明することを第一目標としている。また、この目的を達成するために必要な深くかつ広い天域のサーベイは、以下に述べるような多様な銀河天文学、観測的宇宙論上の課題に対する極めて重要な情報をもたらすものである。さらに、宇宙最初期の探査と銀河形成過程の理解は、地上、スペースの多くの将来計画の中心的な科学目標となっているが、本計画のデータは、探査する波長域、ターゲットにする宇宙の時代などの面でそれらの他の計画とのシナジーが極めて高いことも特筆すべきである(5.1、5.4 章でこの点について触れる)。

- ・ **2.1** では、これまでの観測的研究から銀河の進化について明らかになってきたことを踏まえ、WISH が目指す**スペース広視野サーベイがなぜ必要なのか**を述べる。
- ・ **2.2** では、**最遠方銀河探査**について、WISH で行う探査手法や期待される検出数について述べる。
- ・ **2.3** では、宇宙年齢 10 億年以前(赤方偏移 6 以遠)の「**宇宙最電離期**」における**銀河および QSO の形成**について、WISH のサーベイにより得られる成果について述べる。
- ・ **2.4** では、より広範な銀河宇宙進化学の文脈で期待される成果について述べる。非常に深い近赤外サーベイは、赤方偏移 1-3 という**宇宙全体での星形成がもっとも活発であった時期の、星質量進化**について決定的に重要な情報をもたらす。また、広い天域のサーベイにより、**宇宙の大規模構造の形成とそれが銀河進化に果たした役割**を明らかにする上でも不可欠な情報を与えることになる。
- ・ **2.5** では、変光天体探査について述べる。特に、**宇宙論パラメータ探査**に重要な Ia 型超新星の探査について WISH が果たしうる役割、および宇宙最初期の探査におけるもう一つの重要なツールとして近年発展がめざましい**ガンマ線バースト**の追求観測の可能性について述べる。

2.1 宇宙からの広視野近赤外線観測の科学的意義

1990年代から現在に至るハッブル宇宙望遠鏡や、地上 8-10 m 級大望遠鏡などによる宇宙観測における第一級の成果のひとつは、「宇宙史の発見」と呼べるものだろう。WMAP 衛星による宇宙背景放射観測などにより宇宙それ自体の幾何学的性質や時間発展が明らかになる一方で、これら大口径望遠鏡による遠方宇宙観測は、137億年の宇宙の歴史の大半の時代の天体を多数観測することに成功し、いまや、我々は、宇宙全体の構造形成の歴史を俯瞰的に研究し、また描き出すことが可能になりつつある。たとえば、我が国によって建設されたすばる望遠鏡は、観測される宇宙最遠方=宇宙最古の天体の発見に成功し、赤方偏移 $z=7$ 、129億年前の宇宙における銀河まで観測することができた。このような成果をうけて、今や我々の関心は、「宇宙最初期の天体形成」「宇宙第一世代の天体の形成」を実証的に解明しようとする研究へと発展しつつある。我々の宇宙は、赤方偏移 $z=6-10$ 程度の時代に、「宇宙再電離期」を経験したことが知られている。宇宙再電離は、完全に電離していた初期の高温の宇宙がやがて膨張によって冷却し、中性化されたのち、宇宙が経験した唯一最大の熱的变化であるが、その物理的な原因は未だ判明していない。しかし、宇宙全体の銀河形成史が読み解かれるにつれ、宇宙最初期の銀河形成や、ブラックホールの活動の活発化と深い関係があることが指摘されている。

これまでのハッブルや地上望遠鏡による初期宇宙探査は赤方偏移 $z\sim 7$ 程度にまで達しており、今や我々は宇宙再電離期の片鱗を観測することができるようになった。しかし、より初期の宇宙の銀河では、その極紫外線さえもが可視光波長域を超え、近赤外線波長域へと赤方偏移する。より遠方、より高赤方偏移になるほど、銀河のみかけの光度も暗くなるが、地上の観測では、大気の子夜光や熱雑音によって、十分な感度の観測を行うことは非常に困難である。また、初期の天体形成は比較的希少なもので、このような天体の発見には、広い視野での観測が不可欠である。このため、宇宙再電離期をまたいで宇宙最初期の天体形成を観測するには、本 WISH 計画が目指している、非常に深く、広視野のスペースからの観測が必要である。



[図 2-1: 宇宙の始源から現在に至る歴史の概観。Keck 望遠鏡 web ページ(Djorgovski らによる)に基づく。すばる望遠鏡などで探査された時代からさらに宇宙初期にさかのぼり、初代天体に迫るのが WISH の最大の目標である]

2.2 最遠方天体の発見

2.2.1 研究意義とこれまでの研究

銀河は星、星間ガス、暗黒物質からなる宇宙の基本構成単位であり、現在の宇宙に見られる銀河の姿がどのような歴史をたどって形成されたものなのか、その過程を明らかにするのが銀河天文学の大目標である。この目標のために、遠方の銀河、すなわち銀河の過去の姿を観測し時代ごとの変遷をたどるのは直接的な方法である。1990 年代から、観測装置および観測手法の発達によって遠方銀河の大規模なサンプルを構築することができるようになった。特に、Hubble Space Telescope での深い撮像で遠方銀河の候補天体を探し、8-10m クラスの地上大型望遠鏡による分光観測で赤方偏移を同定する手法は、遠方銀河の探査において大きな成功 (例えば Spinrad et al. 1998) を収め、20 世紀末から 21 世紀初頭に遠方銀河の観測的研究は飛躍的な進展をとげた。さらに、すばる望遠鏡の主焦点カメラ (Suprime-Cam) を用いたサーベイは、8-10m 級望遠鏡として類をみない広視野を活かしてさらに遠方の銀河探査を可能にした。後に詳しく述べる多色撮像による候補銀河サンプルの構築 (例えば Iwata et al. 2003; Ouchi et al. 2004) や、狭帯域フィルターによる輝線銀河サーベイにおいてすばる望遠鏡とその主焦点カメラは非常に強力であり、現在見つかった最遠方の銀河の大半はすばる望遠鏡で発見されたものである (例えば Kodaira et al. 2003; Taniguchi et al. 2005; Iye et al. 2006)。

しかし、すばる望遠鏡主焦点カメラは CCD を使用した可視域 ($\leq 1\mu\text{m}$) のカメラであり、これを用いて探査できるのは現在見つかった赤方偏移 7 (宇宙年齢約 7.5 億年) が限界である。これよりさらに遠方の銀河を探すためには、対象天体の赤方偏移にあわせた近赤外域での探査が必要になる。近赤外線用検出器の大型化の進展に伴い、この数年で 8m クラスで比較的広視野をもった近赤外カメラが立ち上がってきており (Ichikawa et al. 2006; Casali et al. 2006)、これらや HST の NICMOS を用いた赤方偏移 7 以遠の銀河の探査が今まさに行わ

れつつあるが、HST/NICMOS は視野が約 1 平方分しかなく、新鋭近赤外カメラでも視野は数十平方分にとどまっている。さらに、地上からの観測では地球大気夜光や望遠鏡および大気からの熱輻射の影響を受けてしまい、背景光が可視域に比べて大幅に明るくなってしまうため、多くの積分時間をかけても深い観測ができない、という本質的な制限がある。また、HST にサービスミッション 4 で搭載される WFC3 は、HST/NICMOS よりも高感度を実現するが、視野はの 4 平方分にとどまるうえ、1.7 ミクロンより長波長は観測できない。本計画で実施する、地上からの到達限界を超えた深さでの 100 平方度の広域サーベイは、これら既存の観測装置の限界を克服したものとなる。

2.2.2 観測手法

最遠方天体の探査には過去の研究で用いられよく確立した観測手法を用いる。すなわち (1)ライマンブレイク法と (2) ライマン α 輝線天体探査 である。

(1) ライマンブレイク法

星形成銀河の静止系紫外域のスペクトルは、天体と観測者の間の宇宙空間に存在する中性水素ガスによる吸収を受け、ライマンリミット(912Å)およびライマン α (1216Å)で連続光の不連続が生じる。ライマンブレイク法は、多色撮像によりこの不連続を捉えることで、目的とする赤方偏移の銀河候補を選び出す手法である。これまでの観測で、赤方偏移 2 から 5 付近までの大量の銀河サンプルの検出に成功しており、星形成銀河の選択法として極めて効率的なものの一つである。近年は、データの深さやサーベイ範囲の狭さによって制限を受けているが、赤方偏移 7-10 の銀河探査も行われており、数個の候補が見つかってきている。

本計画においては、100 平方度に渡って多波長広帯域撮像を行いライマンブレイク法を適用することで、赤方偏移 7-14(宇宙年齢 3-8 億年)という極限的な高赤方偏移における星形成銀河の検出を行う。

(2) ライマン α 輝線天体探査

形成初期の活発な星形成銀河からは、電離水素の再結合線であるライマン α 輝線(1216Å)が強く放射される。狭帯域フィルターでこのライマン α 輝線を狙い、広帯域フィルターでの明るさと比較することで、このような活発な星形成銀河を選び出すことができる。この手法は高赤方偏移天体の探査において、ライマンブレイク法と並んでよく使用されており、狭帯域フィルターを使用することで特定の赤方偏移に絞り込んだ探査を行うことができる。すばる望遠鏡でのライマン α 輝線天体探査は、広視野を活かした宇宙初期における大規模構造の検出などの大きな成果を挙げており、現時点で確認されている最遠方の銀河もこの方法で検出されたものである。また、類似の手法として、スリットレス分光による視野全面での低分散分光により、輝線天体を探査する方法があり、HST/ACS でのグリズム分光などで成果が挙げている。

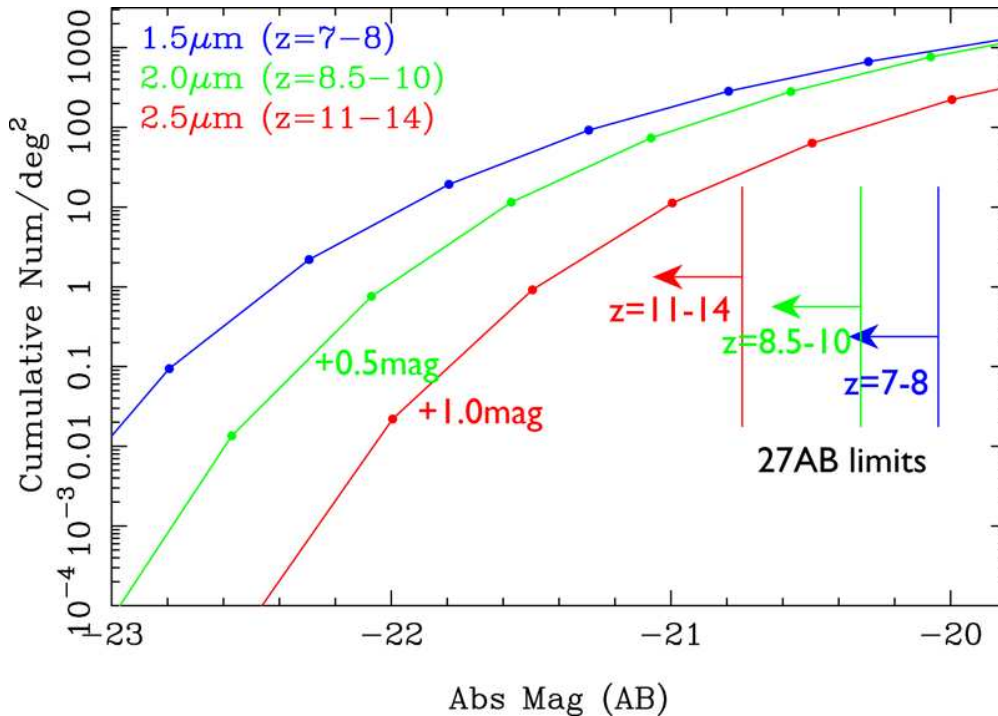
本計画においても狭帯域フィルターもしくはスリットレス分光用グリズムを搭載することで、深くかつ広視野のサーベイを実施可能で、大規模構造の検出などの成果を挙げることができると期待される。

2.2.3 期待される検出数

本計画において主たる探査法として検討しているライマンブレイク法の場合の期待される検出数を以下のように見積もる。

赤方偏移 7 以遠の銀河探査はまだほとんど進んでおらず、銀河の存在数はほとんど分からない。銀河形成進化モデルにおいても、どれくらいの時期から星形成が始まるのかは不定性が大きい。ここでは現状で得られている赤方偏移 7 付近での紫外線光度関数(Bouwens et al. 2008)を基に計算を行った。赤方偏移 10 付近、12 付近とさらにさかのぼるにしたがって、銀河形成の最初期に近づいていくことから、数密度は減少していくと予想される。光度関数の進化(典型的絶対等級 M^* の進化)が赤方偏移 7 から変化しなかった場合(A)、0.5 等暗くなった場合(B)、より速い進化により 1.0 等暗くなった場合(C)に、短波長側の二つのフィルターで 28.5AB 等級まで、2 μ m 付近のフィルターで 28AB 等級まで探査し、100 平方度を観測した場合、静止系紫外線領域の見かけ等級が 27.0AB 等級より明るい銀河の期待される検出数は以下になる。

赤方偏移	検出数(A)	検出数(B)	検出数(C)
Z=8-11 (J-drop)	82,600	28,200	6,900
Z=11-14 (H-drop)	68,500	6,900	1,100



[図 2-2: $z>7$ の星形成銀河の期待される検出数。赤方偏移 7-8 の現在の観測結果を基準に、赤方偏移 8-10、11-14 ではそれぞれ典型的光度が 0.5 等、1.0 等暗くなる進化を仮定して、一平方度あたりの検出数を絶対光度の関数として示した。静止系 UV で 27AB 等級での観測限界も示している。]

なお、宇宙論的数値シミュレーションでの予測の一例を挙げると、Dave et al. (2006)では、 $z\sim 7$ から $z\sim 9$ での明るい銀河の数密度がおおよそ 1/10 になるという結果を示している。この場合 $z\sim 9$ の銀河の検出数は 8,000 個程度と期待される。

このように、広い領域のサーベイにより、最初期の銀河の数密度に大きな進化があった場合でも、赤方偏移 9 付近で 7,000 個程度、赤方偏移 11-14 でも千個程度の明るい銀河を検出できると期待される。検出数から光度関数の進化を議論する上で、このような大規模なサンプルの構築は不可欠である。

また、極めて大切なことは、この広視野サーベイによって、宇宙最初期の最も明るい銀河を見つけることができる、という点である。現在 HST による狭い領域のサーベイで見つかっている赤方偏移 7 付近の候補天体は、現在の望遠鏡では暗すぎて分光観測による赤方偏移の確定を行うことができない。本サーベイで見つかる天体は、この時代の銀河の中で最も明るいものであり、2.2.5 で述べるように、次世代望遠鏡で確実に分光し、その赤方偏移を確定できる天体である。

2.2.4 3-5 ミクロン帯での観測の重要性

赤方偏移 14 くらいまでのライマンブレイク法によるサーベイは、望遠鏡の熱的輻射の影響が比較的少なく特に深い観測が可能と期待される 1-3 μm の波長域での撮像を基に行うが、この波長域では、遠方天体の色が銀河系内の低温度星とよく似ていることが知られている。ライマンブレイク法で検出された天体から低温度星や低赤方偏移の赤い色をもつ銀河の混入を取り除き、真の高赤方偏移銀河を見つけるためには、3 μm より長波長側での撮像を行い、色の違いを見ることが重要である。銀河系内の低温度星は長波長側ほど明るいのに対し、遠方天体のうち紫外線で明るい銀河はライマン α よりも長波長側では概ねフラットなスペクトル分布を持つので、低温度星の混入を防ぐ有益な情報となる。

2.2.5 フォローアップ観測および他の装置との関係

ライマンブレイク法により検出される最初期の銀河候補について、正確な赤方偏移を確認するには、分光観測によるライマン α 輝線およびライマンブレイクの検出が必要である。グリズム分光機能を備えれば、特にライマン α 輝線が非常に強い天体が存在すれば、WISH 衛星自身によるフォローアップ観測で赤方偏移を決定できる可能性があるが、<3 μm での分光観測においては、圧倒的な集光力を持つ地上超大型望遠鏡が有力なフォローアップ手段となるであろう。実際、WISH での撮像限界等級は、同じ積分時間での、TMT で補償光学を用いた低分散分光の点源検出感度と同程度である。また、JWST に搭載される NIRSpec および NIRCамによる 5 μm までの分光や高空間分解能撮像、SPICA の中間赤外カメラによる 5 μm より長波長での観測により、検出天体の形態や星形成領域の元素組成などの詳細な観測が期待できる。このように、本計画での探査は 2010 年代の光赤外大型計画と非常に良い相補関係にある。広視野サーベイにより候補天体を検出し、分光観測などの詳細な研究に進むステップは観測天文学の最も基本的な遂行手順であり、この計画はサンプルフィーダーとして極めて重要な位置を占めると考えられる。

一方、本計画では可視域での観測は行わないが、ライマンブレイク銀河のサンプル構築においては、低赤方偏移銀河および銀河系内の恒星の混入を防ぐため、可視域(<1 μm)での深い観測も必須である。幸いにして、すばる望遠鏡で開発が進められている Hyper Suprime-Cam は非常に広い視野を持つ極めてユニークな観測装置であり、可視域での深くかつ広いサーベイを行うものなので、本計画でのサーベイは Hyper Suprime-Cam のサーベイと協調して行うことが大前提と言えるであろう。

参考文献

- Bouwens, R. et al. 2008, ApJ in press (arXiv: 0803.0548)
Casali, M. et al. 2006, proc. SPIE 6269, 29
Dave, R. et al. 2006, MNRAS 370, 273
Ichikawa, T. et al. 2006, proc. SPIE 6269, 38
Iwata, I. et al. 2003, PASJ 55, 415
Iye, M. et al. 2006, Nature 443, 186
Kodaira, K. et al. 2003, PASJ 55, L17
Ouchi, M. et al. 2004, ApJ 611, 660
Spinrad, H. et al. 1998, AJ 116, 2617
Taniguchi, Y. et al. 2005, PASJ 57, 165

2.3 宇宙再電離期の系統的探査

2.3.1 科学的意義

137 億年前にビッグバンで始まったと考えられている宇宙は、その膨張とともに物質の温度が下がり、当初電離状態にあった水素は電子と結合して中性水素となった。天体が存在せず温度が下がり続ける「暗黒時代」の中で、宇宙最初の天体が誕生し、それが放射する紫外線によって周囲の中性水素が電離されていき、やがて宇宙空間のほとんどが電離された状態となって現在まで続いていると考えられている。宇宙の暗黒時代から再電離に至る過程は最初の約 10 億年の間に起きたことが、観測的にも示唆されているが、その詳細な過程は未だ謎に包まれている。宇宙最初の銀河の誕生から再電離の完了までの過程を明らかにすることが、観測的宇宙論の最大の課題の一つであり、本計画の主要目的でもある。

赤方偏移 6 以遠の天体をプローブとした宇宙再電離過程の観測的な探究はこの数年で積極的に始められているが、観測の深さ、広さによる限界から、これまでのところ再電離過程を明らかにできなかったとは言えない。より多くの、そしてより遠方の天体をサンプルする必要がある。また、赤方偏移した水素 21cm 輝線をプローブとした宇宙再電離時代の探査が計画されているが、静止系紫外域での紫外線放射天体の探査はこれと相補的なものとなるであろう。

2.3.2 宇宙最電離期における系統的銀河探査

前節で述べた最遠方天体探査によって、100 平方度におよぶ極めて深い近赤外画像が得られる。これは、赤方偏移 6-7(宇宙年齢約 10 億年)の銀河探査にも極めて有効である。この赤方偏移のライマンブレイク銀河は i-band よりも短い波長で非常に暗く、z-band と近赤外域で検出される i-dropout 銀河として観測される。これまでの研究では、i-z の一色で候補天体を探す手法が一般的であるが、i-z の色だけの選択では、銀河系内の褐色矮星との区別が非常に困難になる(形態での判断に頼らざるをえなくなる)ことはよく知られている(e.g., Bouwens et al. 2006)。すばる望遠鏡で開発が進められている Hyper Suprime-Cam によるサーベイと本計画の近赤外撮像データを組み合わせることで、信頼性の高い i-dropout 天体探査を実施できる。

ライマンブレイク法では、(静止系でライマン α より)短波長側の波長域の撮像データの深さが、サンプルできる限界等級を決定する上での重要な要素である。本計画の撮像データを用いて $z=6-8$ の銀河をライマンブレイク法で探査する場合には、可視光での観測がどこまでの深さを達成するかが鍵になると考えられる。z-band で限界等級 28.0AB を達成できれば、1 平方度あたり 300 個程度の $z\sim 7$ 付近の銀河が検出できる。z-band での限界等級が 27.5AB なら、1 平方度あたり 100 個弱の検出数となるであろう。いずれにせよ、可視光観測との協調により、 $z\sim 6$, $z=7-8$ それぞれについて 1 万個以上の銀河サンプルを得ることができると期待される。

既に述べたように、赤方偏移 8 以遠の銀河についても、数千〜数万個のサンプルを得ることができると考えられるので、本計画によって、赤方偏移 6 付近、7-8 付近、8-11 付近、11-14 付近と、宇宙再電離期の様々な時代のサンプルを構築することができる。他に類をみない大規模なこのサンプルを用いて、再電離期の銀河の光度関数の進化を明らかにすることができるであろう。現在行われている先駆的な観測では、その観測領域の狭さ、検出限界の浅さから、複数の互いに相容れない観測報告がなされている状態であるが、100 平方度をカバーする本研究のサンプルで、再電離期の銀河の統計的にバイアスのない姿が初めて明らかにできる。これによって、再電離期の銀河進化、および銀河における星形成起源の電離光子がどのように宇宙再電離に寄与していったかを詳細に調べることが可能である。

すばる望遠鏡での輝線天体探査によって、赤方偏移 6 付近でも既に銀河分布に明瞭な疎密があり、始源的な宇宙の大規模構造の存在が明らかにされている。ライマンブレイク銀河では、視線方向のサーベイ範囲が広いと、大規模構造の検出は輝線天体探査に比べると直接的ではなくなるが、密度超過が見られる天域に対してすばる等の 8m 級望遠鏡や TMT での多天体分光を行うか、狭帯域撮像を行うことで、大規模構造の探査を従来よりもさらに宇宙初期に向けて進めていくことができるであろう。

2.3.3 QSO 探査

$z > 6$ 以遠にある QSO は、その静止系紫外域のスペクトルに刻まれた Gunn-Peterson trough から銀河間物質(IGM)の電離状態を探ることができるため、宇宙再電離のプロープとして極めて重要である。これまでの SDSS などで見出された $z > 6$ の QSO (Fan et al. 2006)から、IGM の電離状態は視線方向によってかなりばらつきがあることが示唆されており(e.g., Lee et al. 2008)、さらに多くの、またさらに遠方の QSO を探査することが必要である。QSO は稀な天体であるため、この探査には通常の銀河探査よりもはるかに広い範囲をサーベイする必要がある。一方で、非常に明るい QSO を対象とするので、積分時間は短くてよい。24 等程度の限界等級で 3 色で観測する場合、1,000 平方度を探査するのに要する時間は 1,500 時間程度と見積もられるので、十分に実現可能である。このサーベイで赤方偏移 7 付近で 50 個程度、8 付近で 10 個程度の QSO が見つかりと期待される。

参考文献

Bouwens, R., et al. 2006, ApJ 653, 53

Fan, X., et al. 2006, AJ 131, 1203

Lee, K-G., et al. 2008, ApJ 675, 8

2.4 銀河の質量集積史、宇宙の星形成史、宇宙大規模構造の発展

2.4.1 銀河の質量集積史

今日の標準銀河形成モデルである、階層的銀河形成論によると、最初小さな構成単位天体(building blocks)が生まれ、それらが重力的に寄せ集まって銀河が成長し、さらにそれらが集合して、銀河群、銀河団が形成されてくると考えられる。このような銀河の集団化の過程は、現在の宇宙階層構造の起源であると考えられ、さらにこの過程で、銀河の形態や星形成活動が環境変化に伴って影響を受けて変遷し、今日の環境に大きく依存した銀河宇宙を形造っていると考えられる。銀河個々の形態の分化についても、銀河規模での質量集積の時期と強さが大きく関与していると考えるのは自然である。従って、形成途上の銀河から、今日の最終的な銀河へと進化してゆく、銀河の一生の大半において、星形成と並んで最も基本的な物理過程はこの質量集積過程である。

銀河団規模の集団化の実態は、近傍および遠方銀河団の複数の内部構造や、周囲の大規模フィラメント構造の観測と、理論的数値実験との比較などから、比較的良く理解されるようになってきた。しかし一方で、銀河規模での集積は未だ大きな謎に包まれている。事実、我々の住むこの銀河系ですら、それが果たして矮小銀河の寄せ集めで作られたのか否かは未だ決着のつかない大問題である。多くの合体途上銀河の存在が観測的に知られているとは言え、これが銀河進化一般においてどれほど重要な過程なのかは良く分かっていない。

従って、まず最初の重要課題は、生まれたての銀河から今日の銀河へと至るまでに、銀河質量がいつどのような速さで集積したのかを実証的に明確に示すことである。このためには、静止系近赤外線での観測が本質的に重要である。なぜなら、銀河の合体を含めた質量集積過程では、一般に星形成が伴うため、可視光での光度関数の進化では星形成の効果と質量成長の効果が区別できないのに対し、近赤外線の光度は星形成に余り影響を受けず、銀河の星の質量を比較的忠実に反映しているからである。実際には、星形成史（したがってスペクトルエネルギー分布）に多少依存する質量光度比の補正も考慮し、近赤外線光度を星質量に焼き直し、各時代での銀河の星質量関数を構築する。それを時系列に比較することによって、銀河の質量集積史を定量的に導くことが可能である。これまでの解析では、 $z \sim 1-1.5$ 程度までは銀河の環境によらず、大質量銀河は既に近傍と同程度存在することが分ってきている。また、星形成も大きな銀河程昔に行われ、大質量銀河の形成時期が早いことが分っている。一方、質量の小さい銀河は $z \sim 1$ ではまだ活発に星形成を行っており、銀河の形成がダウンサイジング的に起ることが示唆されている。

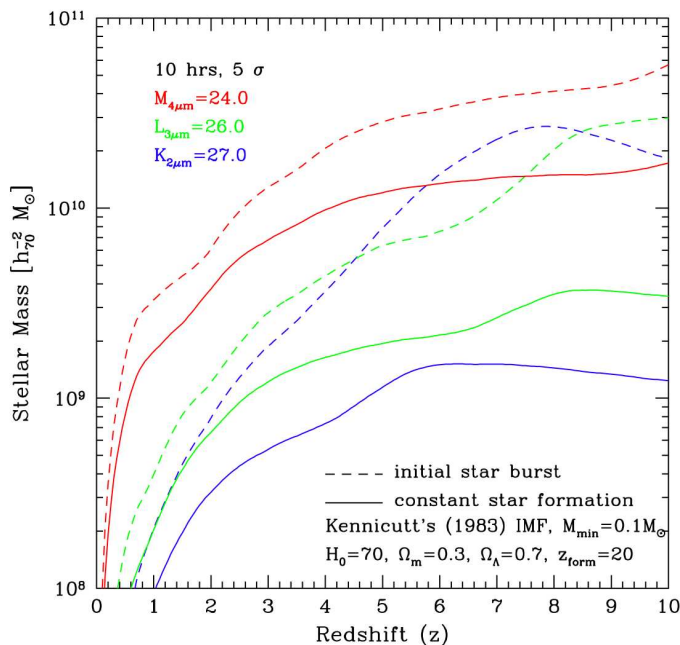
今後同種の解析をより遠方の宇宙で行ない、どの質量と形態の銀河が、一体いつ質量集積と星形成を終えたのかを明らかにすることが、銀河形態と種族の起源を探る上で極めて重要である。しかし、 $z > 2$ では $2\mu\text{m}$ 付近でも

星形成の影響を大きく受けるようになってしまうため、スペースでの 3-5 μ m バンドでの深い観測が必須になる。図 2-3 に示すように口径 1.5m のスペース望遠鏡で、10 時間積分すると、およそ 2 μ m で 27 等、3 μ m で 26 等、4 μ m で 24 等 (AB, S/N=5) にまで到達できる。これは、 $z \sim 3-6$ で 10^9-10^{10} 太陽質量の星質量を持つ銀河片を検出できることを意味し、構成単位天体規模の 10^9 太陽質量から今日の $10^{11}-10^{12}$ 太陽質量に至る大きな銀河までの成長過程のほぼ全貌を描き出すことができるであろう。

また、銀河の質量集積を環境の軸方向に調べることも重要である。銀河形成の速度は、銀河環境によって大きく異なると予想されるからである (銀河形成バイアス)。また、銀河の集団化に伴う環境効果において、もし銀河の合体過程が支配的であるならば、銀河の質量関数が環境の関数として不連続に変化する様子が見られると期待される。

様々な宇宙環境を網羅するためには、大質量銀河団が単位 redshift あたり最低 10 個入る領域を観測する必要があり、それに対応する天空上の面積は 10 平方度である。(かみのけ座銀河団など 10^{15} 太陽質量規模の銀河団の個数密度は 10^{-7} 個/Mpc³ 程度であり、また $V(\Delta z=1)=10^7$ Mpc³/deg² である。)

このように、WISH 計画のワイドフィールドサーベイによって、階層的構造形成モデルが期待する質量集積過程が、いつ、どこで、どのように作用してきたかを観測的に明らかにすることができよう。



[図 2-3: 口径 1.5m のスペース望遠鏡で回折限界に達した場合の限界到達光度を、検出できる星質量で表したもの。 $z=20$ で一度に星が生まれその後は受動的進化のみというモデル(initial star burst)と、 $z=20$ から一定率で星形成を行っているモデル(constant star formation)とを採用した。]

2.4.2 宇宙の大局的星形成史と再電離過程の調査

宇宙の星形成率が時代とともにどのように進化してきたのかを明らかにすることは、宇宙の進化を定量化する上で最も基本的なアプローチであるが、従来の UV 光に頼った手法ではダストによる吸収のため不定性が非常に大きく、未だ精度良く求められていない。そこで、ダスト吸収効果の比較的少ない、主に $H\alpha$ 輝線を用いた星形成率の測定を行うことが重要である。 $H\alpha$ は $z > 3$ では 2.6 μ m より長い波長帯に来るため、スペース望遠鏡からの観測が必須となる。この目的のため、最低数枚の狭帯域フィルターを搭載し、輝線銀河探索を行うことを提案する。同じ赤方偏移に対して $H\beta$ 輝線も狙うことができるように狭帯域フィルターのペアを用意することも考慮するとよい。複数のラインを受けることで、違った赤方偏移からの他のラインの紛れ込みがなくなるだけでなく、 $H\alpha/H\beta$ 比(バルマー・デクレメント)の量からダスト吸収量を高い精度で補正することができる。スペースでは

OH 夜光に邪魔されずに、どの赤方偏移に対しても観測可能であることが大きな利点となる。なお、チューナブルフィルターの搭載が可能であれば、任意の赤方偏移の探査が可能になる。

このように、近赤外での大規模な輝線サーベイ観測により、宇宙の平均的な星形成率が時代とともにどのように推移してきたかを詳細に調べる。また、同じ時代でも星形成率と環境との関係を見ることにより、銀河進化に及ぼす後天的環境効果がどのような環境でどのような物理過程によって作用しているのかを明らかにし、環境に強く依存した銀河宇宙がいつどのように形成されてきたかを明らかにする。さらには、質量の違う銀河で固有星形成率(=星形成率/星質量)の違いを様々な時代で定量化し、いわゆるダウンサイジングが、時代とともに進行してきた様子を明らかにする。

また、 $z>5$ の遠方宇宙は宇宙再電離の時期の特定とその進行過程を調べる上で重要な時代である。Ly α 輝線が高赤方偏移で強い吸収を受けるのに対し、第一励起状態にいる水素原子が基底状態よりもはるかに少ないために、H α 輝線はほとんど吸収を受けない。従って、Ly α /H α 比を赤方偏移の関数として調べることによって、再電離の進行状態を詳細に調べることが可能となる。

2.4.3 宇宙大規模構造の発展

現在の宇宙は、グレートウォールと呼ばれる 100Mpc を越える大規模な銀河集団があり、同時にボイドと呼ばれる銀河がない空穴からなる泡宇宙である(Geller & Huchra 1989)。このように現在の宇宙では物質が極端に偏在している。標準的なコールド・ダークマター (CDM) モデルによれば主な物質であるダークマターは、宇宙背景放射の時代 ($z\sim 1100$) では非常に一様な空間分布をしていたが、重力不安定性により初期密度揺らぎの大きい部分へかたまり現在みられるような泡宇宙が実現されることが示されている。最近のパワースペクトルの測定結果によると銀河の分布はまさに CDM モデルが予言するダークマターの分布に一致し、銀河分布とダークマター分布はほぼ 1 : 1 対応であることがわかっている(Verde et al. 2002)。

このように CDM モデルは宇宙の構造形成を説明し大きな成功を収めている。しかし、これで宇宙の構造形成が理解できたかと言えばそうではない。現在の宇宙において、楕円銀河などを取り出してその分布を調べると、ダークマターの分布に対し大きく偏在していることが知られている。それに対し、星形成銀河や矮小銀河などの分布はダークマターの分布より平均的に一様性が高い。さらに、高赤方偏移銀河($z=3-5$ におけるライマン・ブレイク銀河やライマン・アルファ輝線銀河)の分布は CDM モデルの予言するダークマターの分布に対し 3-5 倍のバイアスを受けている(Giavalisco et al. 1998, Ouchi et al. 2003)。また、すばる望遠鏡の広領域探査により、 $z=4.9$ におけるライマン・アルファ輝線銀河が幅 20Mpc、長さ 50Mpc 以上にもなる近傍宇宙と同じくらい巨大な大規模構造をなしていることが発見され、ダークマターと銀河分布の解離の決定的証拠となった(Shimasaku et al. 2003)。このようなダークマターに対する銀河分布のバイアスは、星形成を伴う銀河形成が単にダークマターの密度を反映するのではなく、物質がある臨界密度に達しないと星形成が行われないうちに起因していると考えられる。逆に言えば、構造形成と銀河形成は不可分の関係であり、両者は一括りで考えなくてはならないだろう。

観測的に銀河の密集度合(クラスタリング)を測れば、大規模構造の進化を理解できる。また同時に、CDM モデルのダークハローのクラスタリングと比較することで、ダークハローの中で銀河がどのように形成されたか、(1つのダークハローに対して幾つの銀河をもつか、星を持たないダークハローがあるかどうかなど)が分かる。また、銀河のクラスタリングを測ることで、その種族の銀河が付随する典型的なダークハローの質量を見積もることができる。銀河のクラスタリングの情報を CDM モデルと比べることは、様々な種族の銀河が検出された場合、それらの関係をダークハロー質量という一つの物理量で統一的に理解できるというメリットがある。たとえば、可視光だけで検出される銀河と赤外光だけで検出される銀河とを比べる場合、光度を単純に比較することはできない。異なる種族の銀河のクラスタリングを調べればそれらの銀河が付随する典型的な質量を知ることができ、ダークハローの質量という一つの物理量で両者を比較できる。

また、クラスタリングを求めるような広域の銀河探査が行えれば、どのようなところで銀河が誕生しているのかという問いにも答えが出せる。銀河は宇宙の初期密度揺らぎの大きいところで誕生しやすいのだが、一方で、銀河密度が高くなると星形成による紫外線のフィードバックで銀河形成が阻害される可能性もある。このように銀

河の集まり（原始銀河団）の中で多くの銀河が誕生しているのか、それとも密度が高すぎないところで銀河形成が起きやすいかなどがわかる。さらに、銀河の分布と AGN の分布とを比較することで、AGN と銀河の共進化、すなわち AGN の起源についても示唆が得られる。

さらに、広域の探査により $z>6$ において銀河形成に伴う紫外光が宇宙を電離する様子、すなわち、銀河周りの IGM が電離されて出来た宇宙 HII 領域が銀河と共に観測できる可能性がある。宇宙 HII 領域は面輝度が小さいので極めて深い狭帯域フィルター撮像が赤外線領域で必要となる。さらに、技術的には背景光の差引が重要なので、夜光の変動が少ないスペースでの撮像が理想的である。およそ中心波長が $1\text{--}4\mu\text{m}$ の狭帯域フィルターによる観測が必要となるだろう。

以上のような解析を実施するには、宇宙大規模構造のスケールと統計的有意性を考慮すると、最低 10 平方度の探査が必要である。WISH のサーベイの中では、UDS(Ultra-Deep Survey)及び MBS(Multi-Band Survey)を用いることになる。

参考文献

Geller, M. and Huchra, J. 1989, Science, 246, 897
Giavalisco, M. et al. 1998, ApJ 503, 543
Ouchi, M. et al. 2003, ApJ 582, 60
Shimasaku, K. et al. 2003, ApJ 586, L111
Verde, L. et al. 2002, MNRAS 335, 432

2.5 変光天体

2.5.1 超新星探査

近年、宇宙論パラメータの決定、さらにはダークエネルギーとは何か、を探るため、多くの超新星探査が行われている(Supernova Legacy Survey; SNLS; Astier et al. 2006)。Ia 型超新星は、その光度曲線の形などを用いて較正可能な標準光源として知られており、見かけ等級と較正後の絶対等級から求まる光度距離と赤方偏移の関係から、宇宙の膨張史を知ることができ、1998 年には二つの別々のチームから、宇宙の加速膨張という結果が得られた(Perlmutter et al. 1998; Riess et al. 1998)。地上中大型望遠鏡やハッブル宇宙望遠鏡により、Ia 型超新星の発見は、赤方偏移 1.5 付近にまで伸びているとともに、赤方偏移 1 付近までは、大量の Ia 型超新星サンプルにより、統計的誤差が非常に小さくなってきた。その一方で、明るさの較正における系統的誤差が相対的に大きくなり、問題視されるようになってきた。特に、母銀河によるダスト減光の補正の不定性は大きく、ダストの減光則があらゆる銀河で同じかどうか、という根本的な部分も仮定せざるを得ないのが現状である。また、Ia 型超新星のまわりにも、親星起源のダストが存在すると考えられており、このダストの性質もいまだ不明な点が多い。このような不定性を避ける手段の一つは、ダスト減光の少ない静止系で可視域の長波長側から近赤外線での系統的観測である。超新星爆発は比較的にまれな現象であるため、統計的サンプルを得るためには、広視野で深い撮像観測が必要になるが、これまでは数 10 平方分角程度の広さでしか近赤外線での観測を行うことができなかった。WISH では、一度に約 1000 平方分角もの広い視野を掃くことができるため、超新星のようなまれな天体の探査には非常に有用である。Ia 型超新星の観測は、宇宙の加速膨張を決定づけた結果であり、WISH による近赤外線での系統的探査は、宇宙マイクロ波背景放射や銀河団計数、バリオン音響振動などによる宇宙論研究と相補的かつ重要な役割を果たすと考えられる。また、Ia 型超新星の絶対等級を較正するためには、光度曲線を取得する必要があるが、天候に良し悪しに左右されずに、あらかじめ計画したスケジュール通りに観測が行えるという点で、スペースでの観測は有用である。また、ハッブル宇宙望遠鏡の結果が如実に表しているように、スペースでの観測の利点である高い空間分解能、低い背景光により、点源である超新星に対しては、スリットレス・グリズム分光が、そのタイプを決定するのに非常に有効である。

超新星発生頻度史は、銀河の探査とは独立に、宇宙の星形成史を調べるツールとなる(Oda& Totani 2005)。超新星の発生は、その超新星の発生した母銀河それ自身の光度とは無関係であり、銀河探査による手法とは相補的と言え、銀河探査では調べることができない、低光度母銀河も含めた宇宙全体の星形成史を調べることが可能であるという点で、非常にユニークかつ有効な手法である。また、超新星、特に重力崩壊型超新星は、星形成か

ら間もない時期に起こるため、ダストによる減光が無視できない。一般に、各々の超新星が、どの程度ダスト減光を受けているかを調べることは難しいため、**Ia 型超新星**を用いた宇宙論の研究と同様に、ダスト減光の少ない静止系で可視域の長波長側から近赤外線での観測がより有効となる。

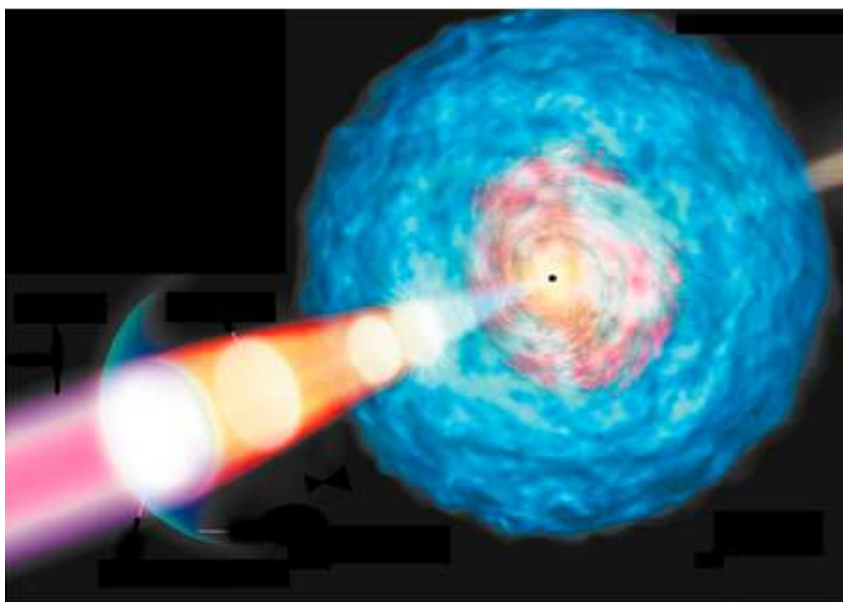
ここにあげた超新星の観測は、ある視野を複数回観測することが要求される。**WISH** で計画している深撮像探査領域では、合計で **100 時間程度**の積分を予定しており、このデータを、時間的に分割して取得することにより、超新星探査に適したデータセットを得ることができる。具体的には、**J バンド**(赤方偏移 **1** では静止系 **V/R** バンド)と **H バンド**(赤方偏移 **1** では静止系 **R/i** バンド)で、約 **2 週間おきに 10 時間**ずつ積分することで、それぞれ **25.4AB**、**25.8AB** 等級の深さを達成すると、赤方偏移 **1.5** までの **Ia 型超新星**の光度曲線を取得することができる。**100 平方分**の視野で、それぞれ **10 エポック**のデータを取得すれば、約 **10000 個**の超新星の発見が期待され、統計誤差を小さくするという観点からも十分なサンプルを得ることが可能である。

参考文献

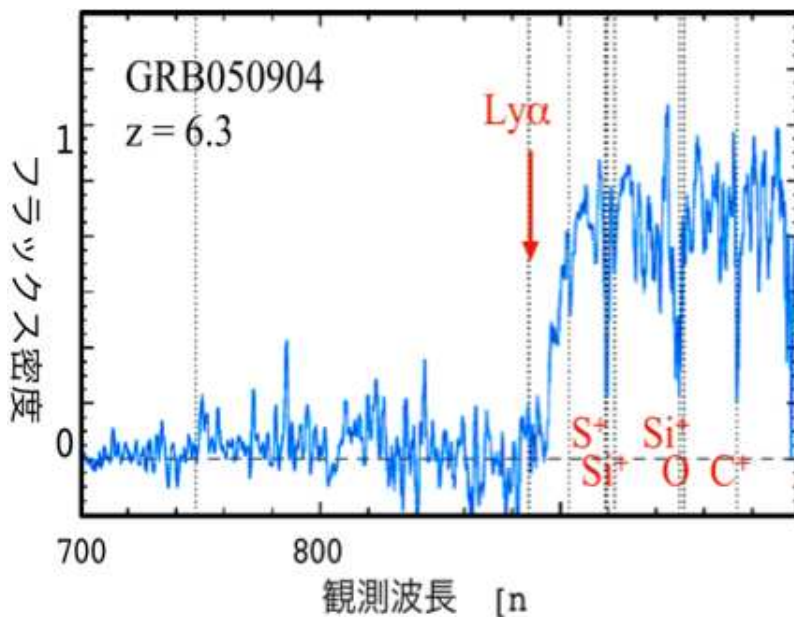
Astier et al. 2006, A&A, 447, 31
Perlmutter et al. 1998, Nature, 391, 51;
Riess et al. 1998, AJ, 116, 1009
Oda & Totani 2005, ApJ, 630, 59

2.5.2 ガンマ線バースト

宇宙で最初に輝き始めた星を個別に観測できる可能性をもつ唯一の天体現象が**ガンマ線バースト(GRB)**である。**GRB**は大質量の星がその一生の最期に起こす大爆発であり、数十秒間の爆発的な γ 線と、そのあと数時間で減衰する X 線から可視光・赤外線にわたる残光を放射する。**GRB** はたった一個の星の爆発でありながら、その明るさゆえに赤方偏移 **10** を越える遠方のものまで観測可能である。初代の星は太陽の数十倍を越える大質量で生まれたと考えられており、百万年程度の短期間に燃え尽きて **GRB** を起こすと期待される。次世代の星でも質量が大きいものはすぐに燃え尽きて **GRB** を発生するので **GRB** の頻度は星の形成率の指標となる。また、**GRB** は遠方宇宙の光源としてその周辺を照らし出す。今までで最遠方の **GRB (z=6.3)**の残光の観測（すばる望遠鏡による）から、**z=6** の宇宙では再電離がほぼ完了しており、**GRB** 発生源の周囲にはすでに重元素（**S**、**Si**、**C**、**O**）が分布していることが明らかになっている。これほど高赤方偏移での重元素組成比計測は、今までのところ **GRB** 以外では実現していない。



[図 2-5. GRB の想像図。大質量星は生涯の最期に潰れて中心にブラックホールを形成する。そこに落下する物質が逆に光速に近いジェットとして放出され、進行方向に γ 線を放射する。]



[図 2-6. GRB050904 の残光の可視近赤外スペクトル(Kawai et al. 2006)。900nm より短波長側が母銀河内の水素の吸収のため鋭く切れ落ちている(矢印)。この吸収端の形状から GRB 発生時の宇宙は既に電離していることが分った。また、はっきり検出された重元素 Si, S, O, C の吸収線からは重元素組成比が求められた。]

GRB による観測テーマ

1. GRB の赤方偏移に対する発生頻度に基づく質量量星生成率の測定

地上光学観測では測定困難な、高赤方偏移、あるいは母銀河内で強く吸収を受けている GRB の赤方偏移を、低分散分光あるいは多色測光によって決定。銀河の規模、輝度に影響されないため、銀河全体の観測に固有の選択バイアスがない。

2. 高赤方偏移宇宙での重元素組成比

GRB 残光の分光観測により水素と重元素の吸収線を測定。輝線などがなく測定が容易。

3. 銀河間電離度

Ly α 吸収の減衰翼の形状から中性水素の存在量、すなわち銀河間の中性度が測定される

4. GRB 周辺環境の研究

残光は、GRB 源周囲で発生する衝撃波からのシンクロトロン放射なので、その光度曲線とスペクトルから GRB 前駆天体（大質量星）の星周物質の密度・組成の空間分布に関する情報が得られる。

宇宙望遠鏡近赤外線による観測

GRB の残光は非常に明るいものの、発生位置が予測できず、また、発生からの経過時間にほぼ反比例して減光するので、その観測のためには、通常の高赤方偏移微光天体に対する要件に加えて、次のような機能・性能が求められる。

1. GRB は全天の様々な方向でランダムに発生するので、どの季節あるいは時刻でも、広い天空域に望遠鏡を向けられること。
2. GRB の位置は、X線・ γ 線での GRB 監視装置によって決定する。したがって、迅速に発生位置を知るためには、宇宙望遠鏡衛星自身が GRB 監視装置をもつか、他の GRB 監視衛星からの位置通報を迅速に受信できる必要がある。
3. 検知あるいは受信した GRB 到来方向に、迅速に望遠鏡を向けられること。
4. GRB 位置決定精度は、初期には必ずしも高くないので、広い視野を持つこと。
5. 近赤外領域でのライマン吸収端を検出するために、低分散分光、あるいは多色同時撮像が可能であること。スリットレス分光も有用。
6. 地上大望遠鏡(または他の宇宙望遠鏡)による追観測につなげるため、観測結果の機上簡易処理と迅速なダウンリンク。小さな写野を切り出した finding chart、点源の抽出、座標、強度情報など。

参考文献

Kawai, N. et al. 2006, Nature 440, 184

2.6 その他の期待される科学的成果

WISH 計画のサーベイは従来の大規模近赤外サーベイを超える深さと $2\mu\text{m}$ 付近で FWHM=約 $0.3''$ という高い空間解像度を持つ。これまで述べてきた遠方宇宙の探査だけでなく、

- ・ 銀河系内探査：星の密度の高いディスク、バルジでの星質量関数の導出
- ・ 太陽系内天体：小惑星、衛星などの近赤外線観測、アルベド測定
- ・ トランジット法による系外惑星探査

などの多くのアプリケーションが考えられる。今後研究会の開催などを通じて、日本国内の研究者を中心に、科学目標の設定を目指したサイエンスグループの形成を図っていきたい。

3 望遠鏡と広視野カメラ

3.1 望遠鏡光学系

3.1.1 光学系

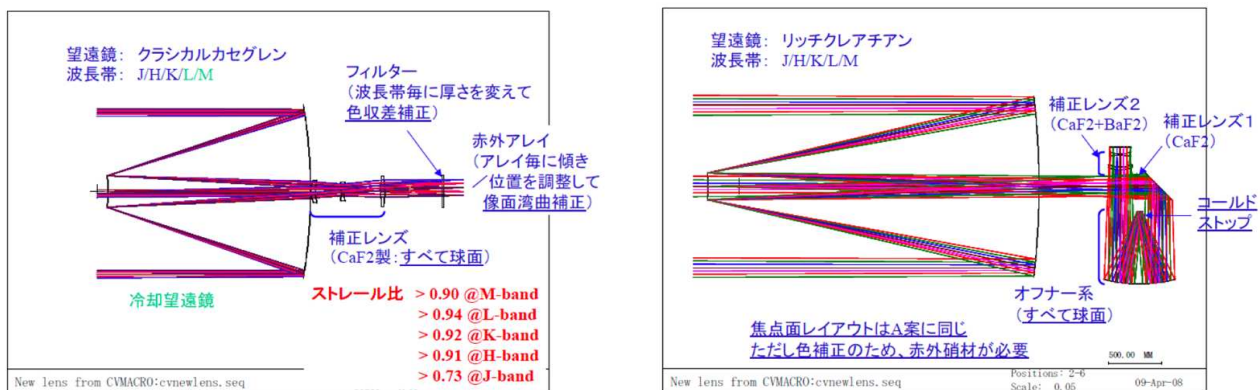
本計画においては、比較的短期間において、できるだけ成立性の高いミッションを考えるため、光学系はできるかぎりシンプルなものを目指している。本ミッションのための光学系として要求される基本的な仕様は次の通りである。

主鏡有効径	1.5m
視野	直径 30 分角以上、または約 1000 平方分角以上
焦点面（ピクセル）スケール	F16 0.15 秒角/18 μ m (想定される検出器のピクセルサイズ)
波長範囲	波長範囲 1-5 μ m

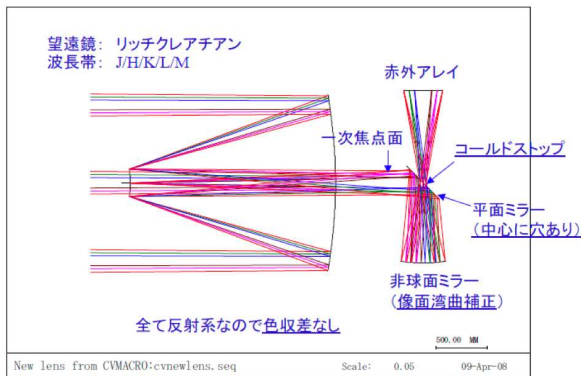
これに基づいて、望遠鏡光学系として、以下の図にあるような4つの案を検討した。

- A. 直接撮像 クラシカルカセグレン望遠鏡+透過型補正光学系
- B. オフナー再結合系を持つ光学系
リッチ・クレチアン望遠鏡+オフナー系+透過型補正光学系で組んだ再結合系
- C. すべて反射鏡による光学系
主鏡は楕円面を持つ変形カセグレン望遠鏡。3枚の非球面鏡の組み合わせ。
- D. 分割プリズム方式による広視野補正光学系

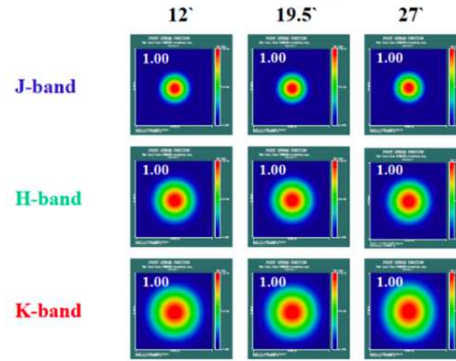
現在はA案を第一案、C案を対抗案としてさらに検討を進めており、今秋にも進んだ解析を予定している。



[図 3-1: A 案（左：クラシカルカセグレン望遠鏡+透過型補正光学系）および B 案（右：オフナー再結合系を持つ光学系）の概念図。]



C案 — PSF (box size 0.62", 4pix相当)



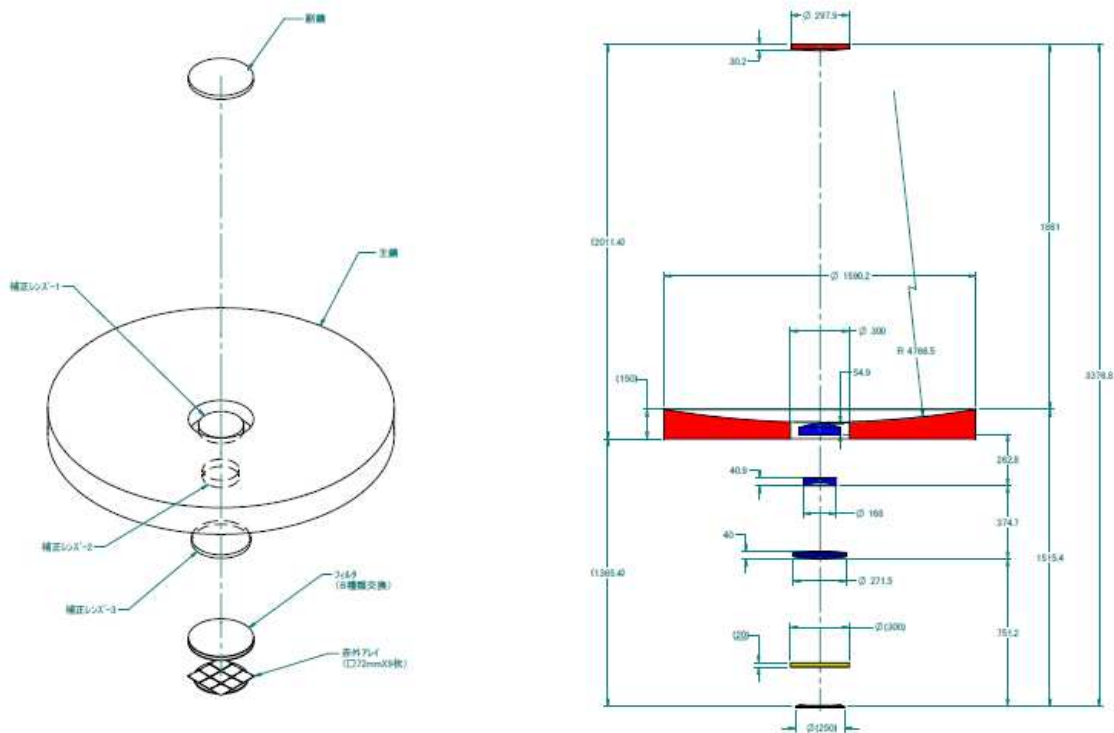
[図 3-2: C 案の光路概念図および結像性能]

B、C案では、再結像光学系内に瞳を作ってコールドストップを配置することにより光路外からの熱雑音を軽減することが可能である。A、D案は望遠鏡全体を冷却し、また、バッFRINGを工夫することにより波長 5 μm までの観測を実現する必要がある。

現在までの検討の結果、B案においては視野の比較的半径の大きなところで十分な結像性能が得られず、本計画には最適の光学系ではないということが判明しているが、A案、C案については、視野全面にわたって、回折限界（ストレール比 > 0.8 ）に近い星像を得ることができることが分かっている。

A案は非常にシンプルな光学系という利点を持つ一方、波長 5 μm までの観測には冷却設計が重要な鍵となり、また、補正光学系の素材が大型レンズとして実績のあるの赤外線光学結晶に限定される（CaF₂）が、CaF₂は機械強度が弱いので、機械設計の成立性についても慎重に検討していく必要がある。カセグレン光学系に不可避な像面湾曲と透過型補正光学系で生じる色収差については検出器の立体配置と帯域毎のフィルタの厚みを調整することで対応できる見込みである。

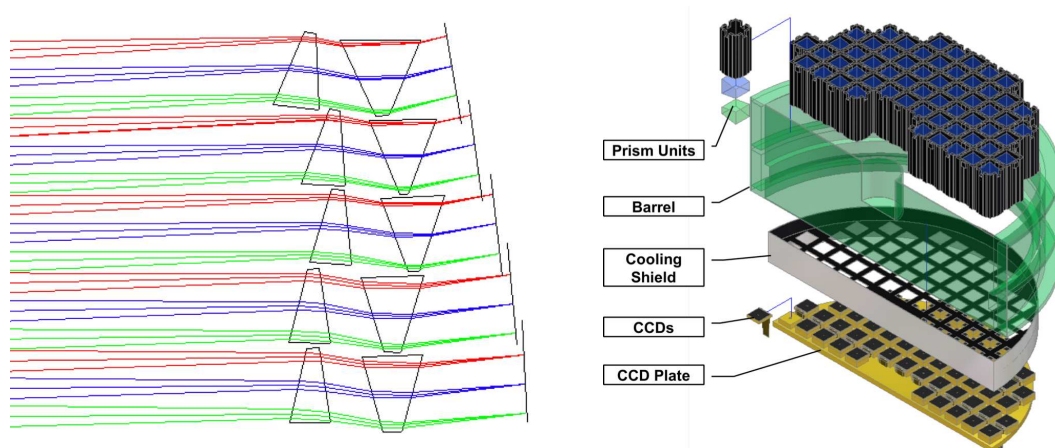
次の図に、A案を採用した場合の光学系の寸法概念図を示す。



[図 3-3: A 案の場合の光学系寸法概念図]

C案は焦点面に湾曲が無く、また、反射系のため色収差の問題も生じない。ただし光路の確保とコールドストップ機能のため視野中心は使わずに、ドーナツ型の焦点面となり、検出器の配置もこれに沿ったものとなる。第3鏡、および焦点面の配置が主鏡と垂直になり、かつ第3鏡のサイズが大型で(Φ~400mm)、大重量になることが予想されるので、地上試験の際に不可避な光学系の重力変形効果の除去法の検討などが今後の課題となるだろう。

D案については、これまで、我々のグループで、可視光波長域において HOP VWFI 計画 (2003-2006) として検討を進めてきた光学系である。リッチーカセグレン光学系に対して、一枚の補正レンズを分割することによって相当するプリズム対によって非点収差を除去するとともに、検出器の立体配置によって像面湾曲を補正する。これまでの検討からプリズムの素材をフッ化カルシウムとすることで近赤外線波長でも成立し、また、F/12 程度のビームに対して直径30分角で良好な結造成能を得ることが可能であることが判っている。



[図 3-4: D 案の概念図として、過去に検討した HOP VWFI におけるプリズム補正光学系の例を示す。(左) 視野中心から視野外側にむけて配置するプリズム補正光学系と検出器面の概念図。(右) 焦点面におけるプリズムユニットの配置の例。]

3.1.2 主鏡

WISH の主鏡について、要求される性能および検討事項をまとめる。

サイエンス要求

1. 波長範囲
宇宙初期の銀河の赤方偏移した光をとらえるため、波長 1 – 5 ミクロンで観測できること。
2. 高空間分解能
背景ノイズを押さえて高い S/N 比を得ること、また、恒星と銀河の分離、銀河の内部構造、近接構造を観測するために高分解能が必要。
3. 視野
補正光学系と併せて、1000 平方分角（すばる主焦点カメラに匹敵）程度以上の視野で観測ができること。

製作・機能的要求

1. 波長 1 ミクロンまでの回折限界に近い精度を達成する高い研磨性を持つこと。
2. できるだけ軽量であること。
3. 打ち上げ時の震動に十分な耐性を持つこと
4. 40K（目標値）までの冷却に対して安定であること

素材

WISH 主鏡・鏡材については、以下のように比較、検討の上で、主に 50cm 望遠鏡で可視波長域で回折限界を達成した「ひので」衛星における実績などを考え、基本案としては zerodur などの ULE ガラスを採用している。

主鏡材料特性比較

材料名	縦弾性係数 E kgf/mm ²	密度 ρ g/cc	線膨張率 CTE(20°C) $\mu\text{m}/\text{m}\cdot^\circ\text{C}$	熱伝導率 TC W/m/k	曲げ強度 σ_b MPa	備考
Be	303	1.85	11.4	180	250	
Al	71	2.73	24	237	300	
SiC*	420	3.17	2.2	194	300	
Zero-dur	89	2.57	0.02	1.6	80	

1. ULE ガラス

基本はひのでで用いられた軽量 ULE ガラス素材を考える。主鏡重量は約 300kg（ひので主鏡の約 20 倍に相当）と見積もっている。今後検討を進める当面の課題は、以下のとおりである。

- 1.5m 鏡の制作、研磨、軽量化への課題の洗い出し
- 支持機構
- コーティング
- 制作会社の可能性

2. 他素材、新素材鏡

IRAS, Spitzer で使用され、また JWST で使用される Be 鏡、「あかり」で、用いられ、SPICA で使用予定の SiC 鏡、IRTS で使用された Al 鏡、あるいは現時点では長波長側に限られている C/SiC 鏡などが検討の対象になりうるが、現時点での制作性、短波長での研磨実績、宇宙での使用実績を考えると開発要素が大きく、シンプルな構造と制作性を目指す WISH においては現時点では、検討候補にとどめる。



[図 3-5 : 回折限界を達成したひので衛星の 50 cm 主鏡 (14 kg)]

3.2 望遠鏡構造

3.2.1 望遠鏡の構造

望遠鏡の構造は、丈夫である、軽いということを満たし、かつ固有振動数を大きくする必要がある。また宇宙望遠鏡であることから、保管時の常温と運用時の上空での低温時の温度差にも耐える必要がある。このための検討課題を以下に列挙する。**WISH** 衛星では、主鏡・副鏡部において、可動部は、焦点調節のための副鏡の移動のみである。

- 構造材・材料

- 副鏡のサポート・駆動

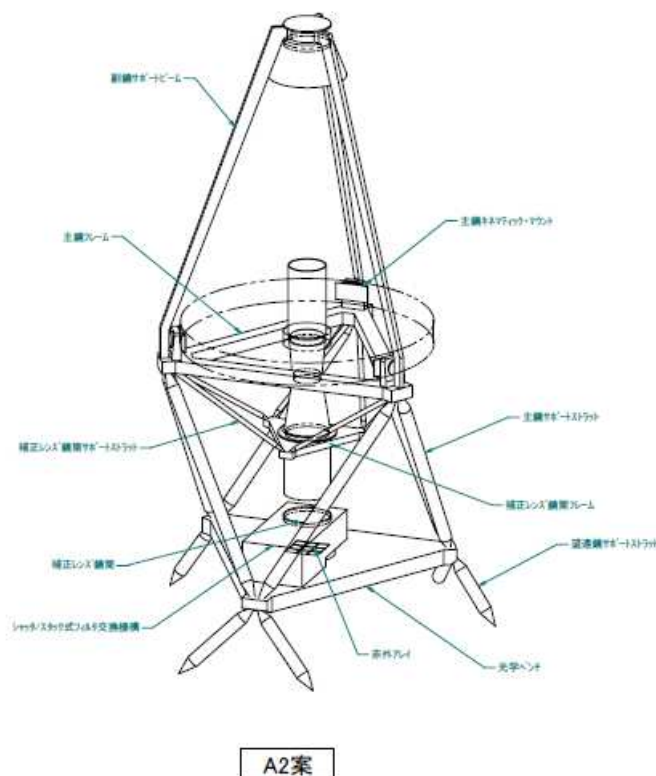
副鏡のサポートの数は、光学系の **PSF** と、望遠鏡の固有振動数を左右する一つのパラメータである。数通りの可能性を検討する必要がある。また、**WISH** 望遠鏡可動部は主鏡・副鏡間の焦点位置調整のための副鏡移動機構である。これまでの衛星の実績に基づいて、最適の機構を検討する。

- 主鏡のサポート

主鏡にストレスがかからないよう最適に配置したパッドに接合する「ひので」衛星における主鏡サポート機構と同様な機構を制作する。パッドの配置および数については最適化の検討が必要である。

望遠鏡構造基本案

望遠鏡構造の基本案として、**CFRP** 製フレーム構造（静定トラス構造）を採用している。これにより、**300kg** におよぶ光学ガラス製の大型鏡面を安定に支持するとともに、熱変形、弾性干渉を防ぎ、光学系の寸法精度を高く保つことができる。構造重量は光学ベンチを含めて約 **110 kg** 程度と評価している。



[図 3-6 : 光学系 A 案に基づく望遠鏡構造の基本案]

3.2.2. バッフリング

バッフリングとは、予定光路外の光が検出器に入り、バックグラウンドノイズを増加させ、観測のデータの質を悪化させることを防ぐために必要である。

衛星の軌道が、L2に行く場合を想定し、かつ太陽光が望遠鏡に絶対当たらないようなサンシールドのデザインが行われていれば、そのバッフリングはかなりシンプルに考えることができる。この場合は、副鏡の横を通った光に対し、カセグレン穴に適當の長さの筒をつけることで、そのような光が検出器に入ることを防ぐことができる。その長さは、主鏡副鏡の位置関係、副鏡のサイズで決めることができる。

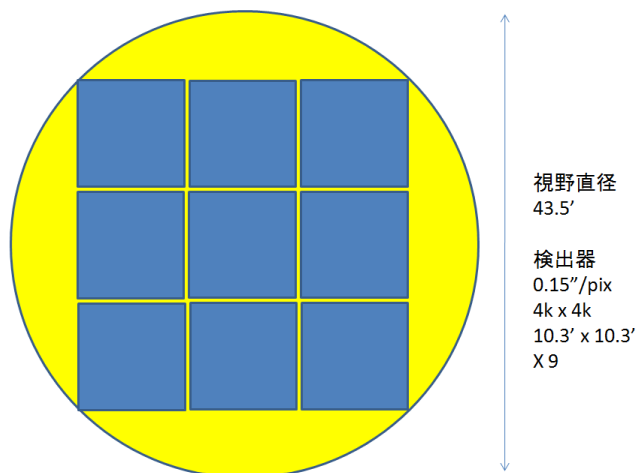
一方、地球周回軌道である場合は、太陽だけでなく月や地球が大きな迷光の光源となる。このような明るい光源があると、そのバッフリングは直接カセグレン穴に入ってくる物だけではなく、1回反射 2回反射のパスも検討する必要がある。この場合は、衛星の運用形態も考慮して考える必要がある。

3.3 広視野カメラ（焦点面レイアウト）

現在検討している二つの光学系デザインに基づいた場合の焦点面の基本的な仕様は以下のようになる。

光学系 A 案(クラシカルカセグレン+レンズ系)の場合

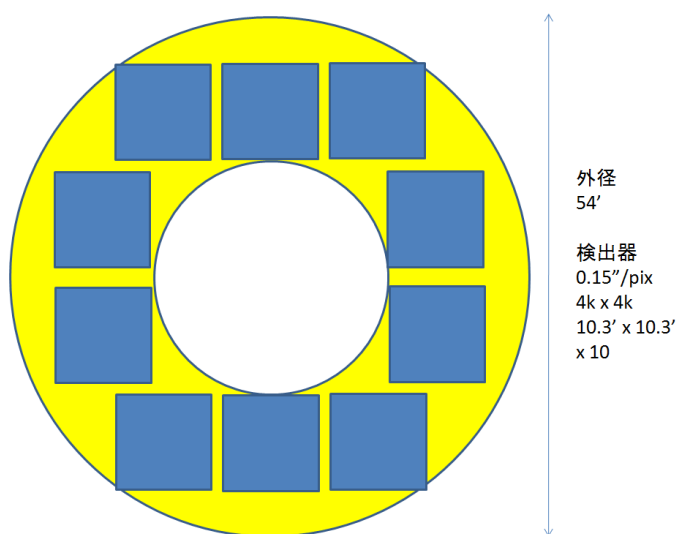
視野直径は 43.5'。1 画素 18 μ m、4K x 4K の検出器の場合、9 個配置して視野面積は 957arcmin² となる。像面湾曲の影響を軽減するため、検出器を傾けて配置する必要がある。



[図 3-7: 光学系 A 案での焦点面配置]

光学系 C 案(反射鏡 3 枚)の場合

ドーナツ型の視野の内径は 24'、外径は 54'。4K x 4K の検出器の場合、10 個配置して視野面積は 1063arcmin² となる。



[図 3-8: 光学系 C 案での焦点面配置]

3.4 検出器

3.4.1 使用する検出器の候補

超広視野近赤外スペースミッションは、 $1 \sim 2.5 \mu\text{m}$ もしくは $5 \mu\text{m}$ までを観測波長とし、1 ポインティングにつき 30 分角 (900 arcmin^2) の広視野でサーベイを行う。候補となる大型近赤外アレイ検出器は、観測波長が $2.5 \mu\text{m}$ までであれば、HAWAII-2RG (Teledyne) と VIRGO (Raytheon) である。観測波長が $5 \mu\text{m}$ までとなると、HAWAII-2RG と ORION (Raytheon) になる。

(a) HAWAII-2RG (H2RG)

HAWAII-2RG は Teledyne 社が生産する HgCdTe 検出器である。基本性能を以下に示す。

表 HAWAII-2RG の基本性能

	$\lambda_{\text{cutoff}}=2.5\mu\text{m}$	$\lambda_{\text{cutoff}}=5\mu\text{m}$
Detector material	HgCdTe	HgCdTe
Spectral range	$1 \sim 2.5 \mu\text{m}$	$1 \sim 5 \mu\text{m}$
Array configuration	2048×2048	2048×2048
Unit cell size	$18 \mu\text{m} \times 18 \mu\text{m}$	$18 \mu\text{m} \times 18 \mu\text{m}$
Operating temperature	80 K	$35 \sim 37 \text{ K}$
Dark current	$<0.01 \text{ e}^-/\text{s}/\text{pixel}$	$<0.01 \text{ e}^-/\text{s}/\text{pixel}$
Quantum efficiency	$>80 \%$	$>80 \%$
Read noise (CDS)	17 e- rms	15 e- rms
Full well	10^5 e^-	10^5 e^-



[図 3-9: 4 個の H2RG をモザイクした様子 (Finger et al. 2006)]

(b) VIRGO

VIRGO は Raytheon 社が生産する HgCdTe 検出器である。基本性能を以下に示す。

表 VIRGO の基本性能

Detector material	HgCdTe
Spectral range	$1 \sim 2.5 \mu\text{m}$
Array configuration	2048×2048
Unit cell size	$20 \mu\text{m} \times 20 \mu\text{m}$
Operating Temperature	80 K
Dark current	$<1 \text{ e}^-/\text{pixel}/\text{s}$

Quantum efficiency	>70%
Read noise	5 ~ 15 e- rms
Full well	> 4 x 10 ⁵ e- @ 1.0 V reverse bias



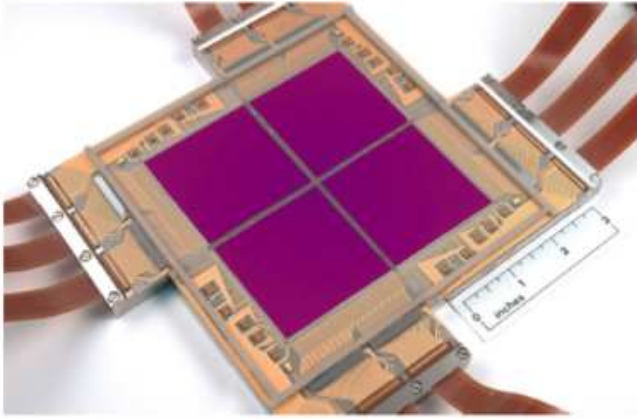
[図 3-10: VISTA 用に 16 個の VIRGO のマウントをモザイクした様子； 2 個の検出器と 4 個のマルチプレクサが実際に搭載されている。(Finger et al. 2006)]

(c) ORION

ORION は Raytheon 社が生産する InSb 検出器である。基本性能を以下に示す。

表 ORION の基本性能

Detector material	InSb
Spectral range	0.6 ~ 5.4 μm
Array configuration	2048 x 2048
Unit cell size	25 μm x 25 μm
Operating Temperature	30 K
Dark current	<0.5 e-/pixel/s
Quantum efficiency	>80%
Read noise (CDS)	< 25 e- rms
Full well	< 3 x 10 ⁵ e- @ 1.0 V reverse bias



[図 3-11: 4 個の ORION を配置したモジュール (Raytheon ホームページ)]

3.4.2 現状と課題

候補となる近赤外アレイ検出器の現状と課題について示す。

・検出器の性能

VIRGO, ORION は、HAWAII-2RG に比べてダークカレントが高い。また、ORION の読み出しノイズが他の候補より高い。撮像観測のみを行うのでノイズへの制限は緩いが、地上と比べてバックグラウンドが低いため、これらを考慮して検出器の選択をする必要がある。

・検出器の冷却

検出器の動作温度は、 $2.5\ \mu\text{m}$ までしか観測しない場合、80K 程度で良い。 $5\ \mu\text{m}$ まで観測するのであれば、HAWAII-2RG で 35 ~ 37 K、ORION で 30 K まで冷却しなければならない。熱設計が困難となる点を考慮しなければならない。

また、アレイの大型化に伴い、冷却による破損も懸念されるため、熱サイクルの耐久性が重要となる。

・大量生産と入手について

Teledyne は、HAWAII-2 の開発経験により、MCT $2\text{K} \times 2\text{K}$ のアレイを作る技術が確立し、現在では HAWAII-2RG の安定した大量生産に問題がなくなっている。加えて、 $5\ \mu\text{m}$ cutoff の MCT を生産する技術も確立している。HAWAII-2RG は JWST 用として納品されているほか、ESO Paranal 天文台 VLT/HAWK-I, SINFONI などで実用化されている。日本では、すばる望遠鏡 HiCIAO、岡山天体物理観測所 OAOWFC が駆動実績を持つ。

一方で、Raytheon は Teledyne に比べると大型近赤外検出器に生産実績が少ない。 $2.5\ \mu\text{m}$ cutoff の VIRGO は VISTA 用に 20 個程度生産された程度であり、また、 $5\ \mu\text{m}$ cutoff の ORION については近赤外カメラ NEWFIRM (NOAO) に 4 個搭載され、実用化された。これらは、現時点では、安定した性能で 30~40 個の検出器を入手することには困難があるかもしれない。

・スペースへの対応

Teledyne は、HST/NICMOS において、 $2.5\ \mu\text{m}$ cutoff の HgCdTe 検出器について、スペース運用実績がある。加えて、HAWAII-2RG については、JWST のための開発経験により、スペース用の対応が可能である。一方で、それ自体はスペースでの運用実績は現在のところない。

Raytheon は、AKARI, Spitzer/IRAC などにおいて、InSb 検出器のスペース運用実績がある。VIRGO (HgCdTe) や ORION (InSb) については、スペース対応の経験がなく、今後の開発の課題となるであろう。

・アレイコントローラ

Teledyne は HAWAII2-RG のコントローラとして SIDECAR ASIC を提供している。JWST 用に開発されたシステムであり、スペースに対応している。VIRGO, ORION については提供されるアレイコントローラは現在の

ところない。Teledyne がスペース対応のコントローラを供給できる点は大きな利点であるが、日本の研究チームはこれまでに Teledyne, Raytheon の近赤外検出器の駆動実績が多数あるため、信頼性のあるアレイコントローラを独自に開発することも可能である。

以上からまとめると、基本仕様において大きな違いはないが、実績や生産性については違いがあり、現時点では Teledyne の HAWAII-2RG が有利と言える。しかし、今後の光赤外天文学に近赤外大型アレイ検出器は不可欠であるため、一社にのみ依存するのではなく、複数の選択肢を確保し、日本のコミュニティからの要望も反映させられるような体制を作ることが望ましい。その意味で、Teledyne, Raytheon 共に現在の候補として挙げておく。

3.5 フィルター・シャッター

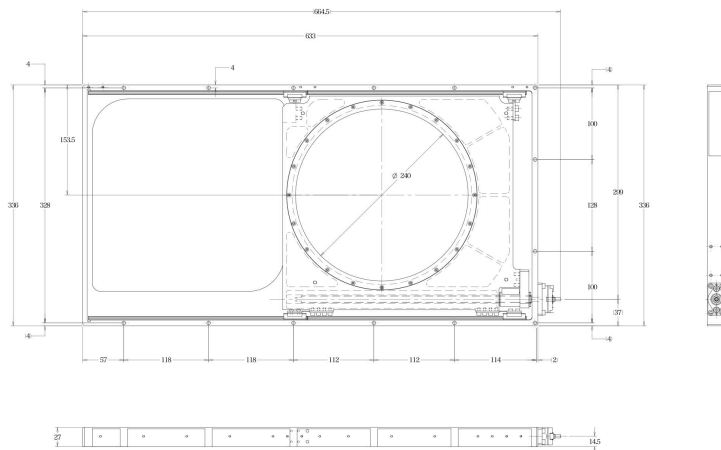
1 ピクセルあたり 0.15" のピクセルスケールでサンプリングを行う場合、光学系のデザインに依存するが、直径 20-30cm にわたる大型のフィルターを搭載する必要があると考えられる。スペースミッションにおいてこのような大型のフィルターが用いられることはおそらく初めてであり、シャッターと合わせ、その実現は一つの技術的挑戦である。

このような大型シャッター・フィルター交換機構を実現するにあたっての困難としては以下のものが挙げられる：

- ・大型のフィルター、シャッターを安定して、かつ十分速い速度で出し入れできる機構を開発する必要がある。
- ・複数の大型フィルターを用意する必要があるが、フィルター交換機構として一般的に用いられるターレット式の場合、焦点面に対し水平方向に回転のための広い面積を必要としてしまう。できるだけコンパクトに収めることが望ましい。
- ・打ち上げ時の衝撃に十分耐えられる強度を有し、運用期間中に故障しない信頼性を確保する必要がある。できれば冗長性を備えることが望ましい。
- ・大型フィルター自体の製造の困難がある。広い視野に渡って一様な光学特性を有し、かつ強い放射線を浴びる環境に対する耐久性をもつ必要がある。

3.5.1 HOP 超広視野カメラプロジェクトでの検討

HOP 超広視野カメラプロジェクトでは、これらの要求を満たすシャッター・フィルター交換機構の検討を行った。いくつかの可能性を検討した結果、ベアリングとガイドレールを用いた水平スライド方式を複数スタックする方式(図参照)の交換機構が有望と判断した。



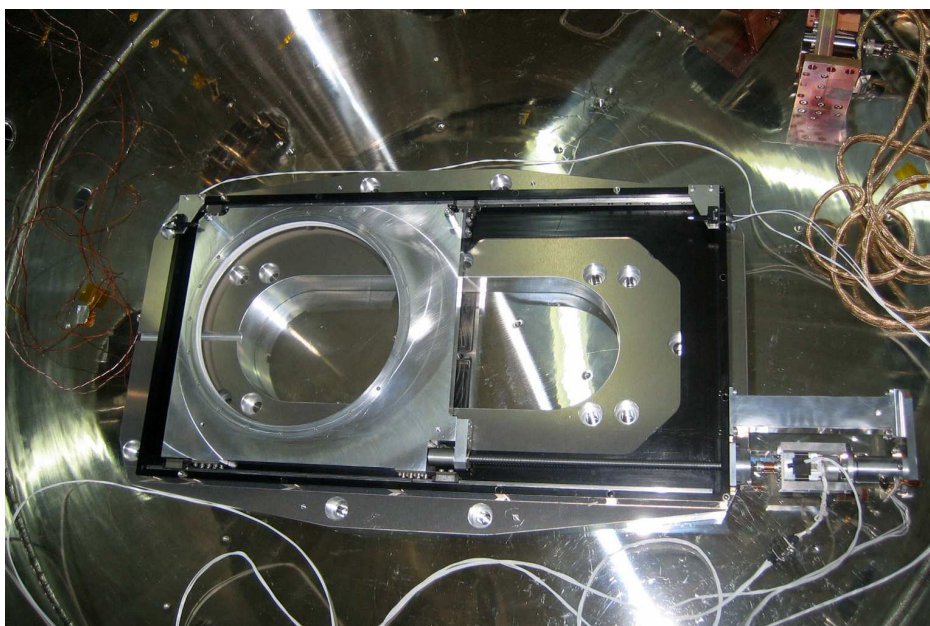
[図 3-12: 試作したフィルター交換機構]

水平スライド方式の交換機構は、ターレット式等の機構と比べると可動部が多いため、耐衝撃性、長期間の運用に対する耐久性等を調査し検討を進める必要がある。このため、2006-2007 年度に、直径 25cm のフィルターを収めることのできる交換機構を試作し、合成石英によるダミーフィルター 2 枚を装着した上で、耐久性試験を実施している。

- (1)宇宙科学研究本部振動試験室での振動試験、衝撃試験
- (2)国立天文台先端技術センター真空チャンバーを用いた動作試験(耐久試験)
- (3)国立天文台先端技術センター恒温槽を用いた温度試験

を計画しており、これまでのところ

- (1)については、H-II による打ち上げに相当する振動に対してはベアリングやフィルター等の破損は発生しないことが分かった。
- (2)については、必要な動作回数は、積分時間や使用するフィルター枚数によって変化するが、10 万回の動作を目標として、真空中での耐久試験を実施している。
- (3)については(2)の試験後に実施を計画している。



[図 3-13: 真空チャンバー内でのフィルター交換機構 耐久試験]

このように、本計画に必要となる、これまでにない大型のシャッター・フィルター交換機構の研究開発には既に着手しており、改良を進めることで実用可能なレベルに到達可能であると考えている。

3.5.2 赤外線望遠鏡への対応

HOP 超広視野カメラプロジェクトでの検討は、フィルター・シャッター交換機構は常温もしくはそれに近い温度での運用を想定していた。赤外線望遠鏡である WISH ミッションでは、熱輻射が検出限界を左右するため、フィルターを冷却する必要がある。現在の検討では、フィルターの温度は **170K** 以下にする必要があると考えている。一方で、交換機構の冷却によって、**(1)** ガイドレールとベアリングの間の潤滑剤の劣化 **(2)** フィルターとフレームの素材の熱膨張係数の違いによる変形 **(3)** モーター等機械系・電気系の動作への障害 といった問題が生じる可能性がある。一方で、試作した水平スライド式の交換機構は、フィルターフレームとガイドレールおよび駆動機構との間の接着面積は小さいため、フィルターと駆動機構との間に熱勾配を設けることが比較的容易にできると考えている。したがって、ガイドレール部分や駆動機構は **170K** よりも高温にすれば、**(1)** **(3)** の問題については緩和される。現在試験で使用している真空対応の潤滑剤は **-80** 度までの対応となっている。**(2)** については、フィルターの熱膨張係数に近い素材を使用することで回避する方針である。今後、駆動機構の動作温度等を境界条件とした熱設計を実施し、実現可能性をより具体的に検討していく必要がある。

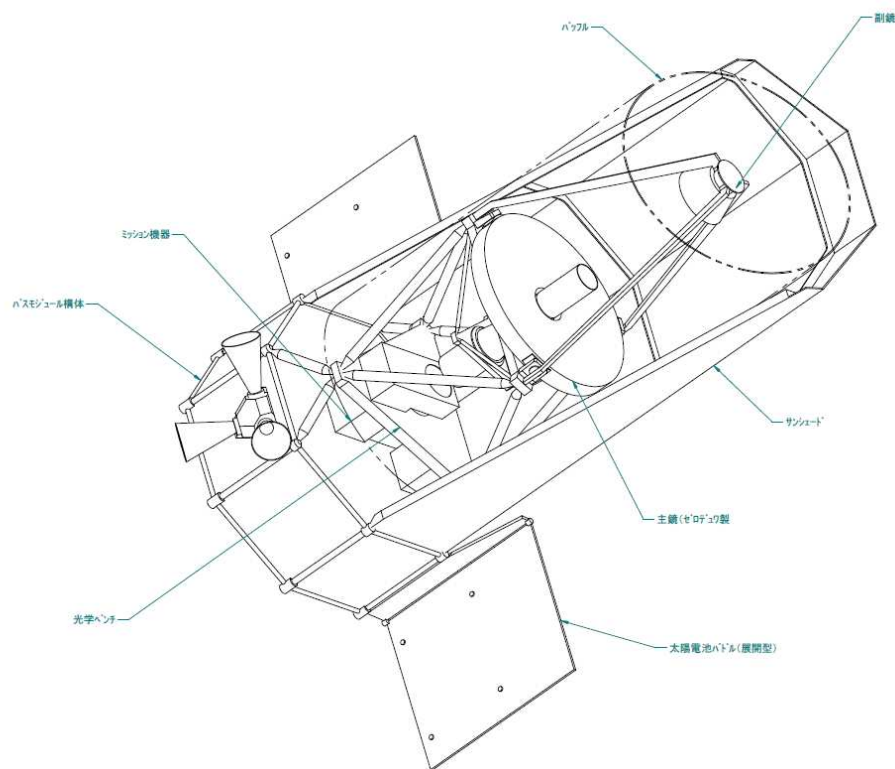
また、赤外線観測用大型フィルターの製作についても光学会社と検討を始めており、石英を素材に使用した **2.5 μ m** 付近の干渉膜フィルターの試作を計画している。

3.5.3 スリットレス分光モード

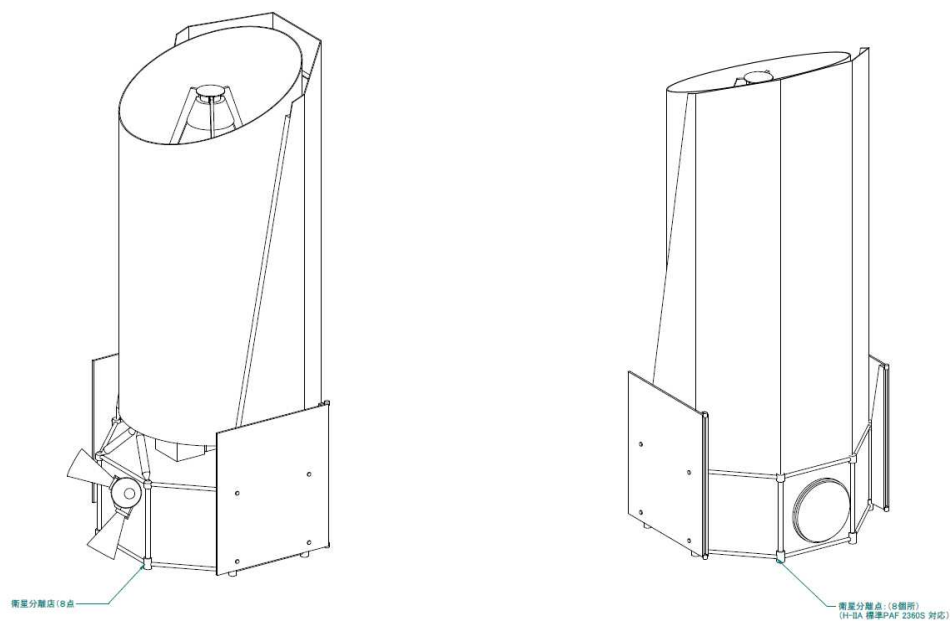
グリズムを搭載したホルダーを、フィルターと同様の機構に組み込み、シャッターやフィルターとスタックすることで、スリットレスでのグリズム分光機能を実現できる可能性がある。**1-2.5 μ m** の波長範囲をカバーし、**R $\sim$ 50** 程度の波長分解能のグリズムの組み込みが可能か検討する。

4 衛星

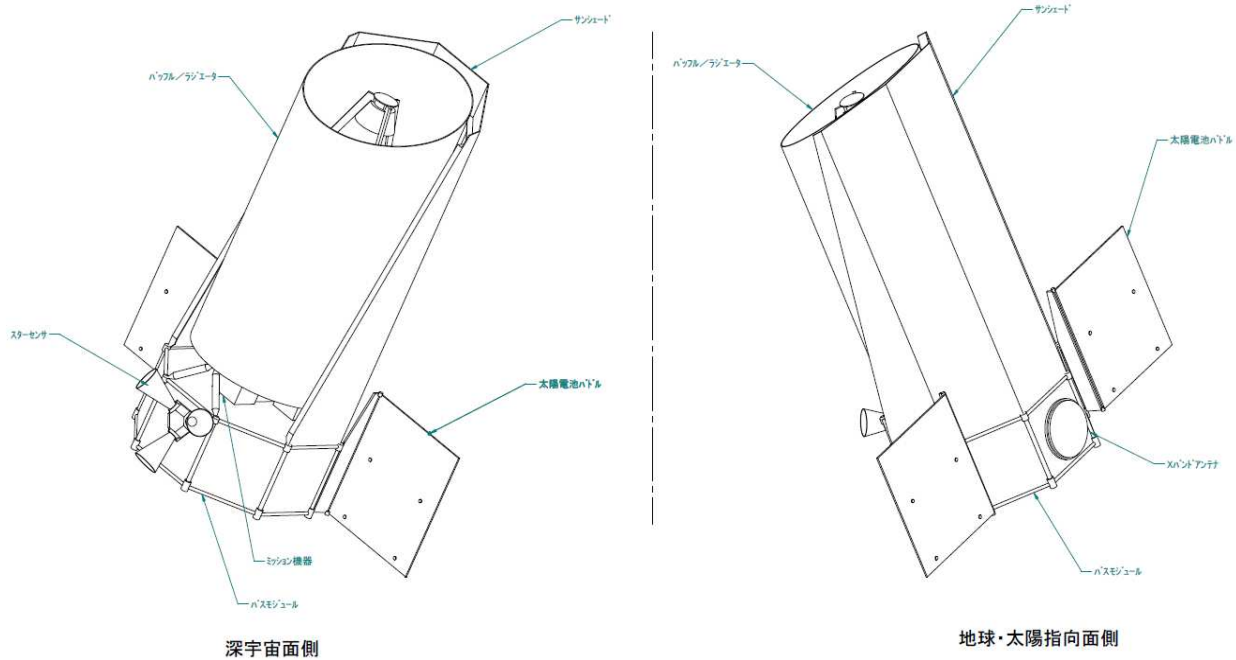
4.1 衛星の構造



[図 4-1: 「3.1 光学系」の A 案に基づいた、望遠鏡および衛星本体の構造の模式的な透視図]



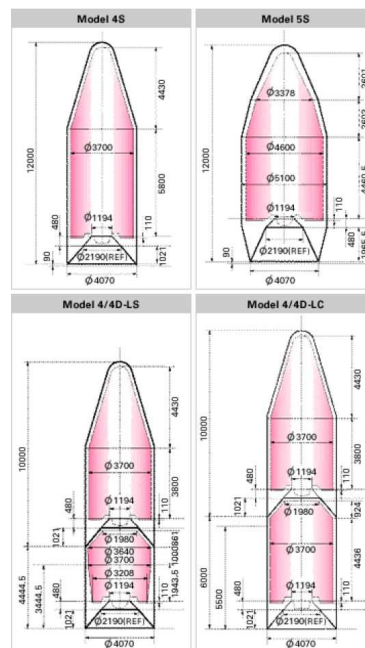
[図 4-2 : 打ち上げ時の衛星概念図]



[図 4-3 : 軌道上での衛星概念図]

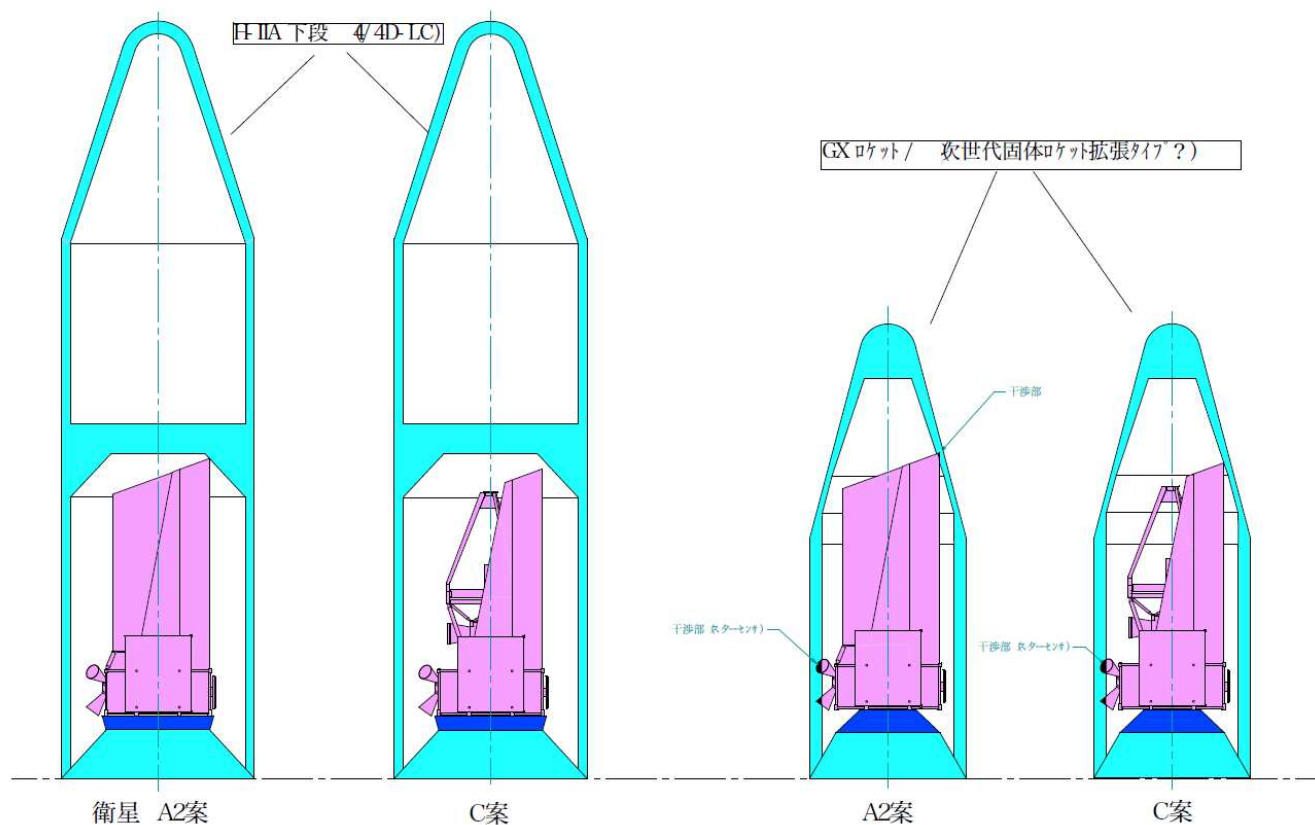
4.2 サイズと打ち上げ vehicle のフェアリング

次節でも触れるが、現状としては、打ち上げ Vehicle は H-IIA が、有力候補と想定できる。図 4-4 に、H-IIA のラインナップされているフェアリングを示す。Single Launch の場合、直径 2m 程度の衛星であれば 6m 以上の長さを確保できる。Dual Launch を想定すると、下段の方はスペースが 3 メートル強(Model 4/4D-LS)、5m 強(Model 4/4D-LC)と小さいので、注意が必要である。



[図 4-4: H-IIA のフェアリングのバリエーション]

次に示す図は、HII-A Dual Launch および GX ロケットもしくは宇宙研次期固体ロケットの拡張案に、現在の A 案、および、C 案光学系に基づく衛星の構造概念図を作成し、これを格納した場合を示している、いずれの場合も、サイズの、格納可能である。



[図 4-5: (左) H-IIA の Dual Launch の場合でのフェアリングにおさまった衛星。(右) GX ロケットのフェアリングに収められた衛星。]

4.3 重量バジェット

以下に、現時点で推定される WISH 衛星の重量配分表を示す。単位は kg である。
これにより、総質量は約 1.3t と見積もっている。

	サブシステム		重量	
ミッション機器	望遠鏡	主鏡/副鏡等	320.0	661.0
		支持構造	82.0	
		光学ベンチ	27.0	
	焦点面観測装置		120.0	
	冷却系	サンシールド*	52.0	
		ラジエータ(ハッフル)	60.0	
	機械式冷凍機等		0.0	
衛星バス部	電源系	太陽電池パネル	19.0	493.5
		その他	33.0	
	通信系		30.3	
	データ処理系		24.3	
	姿勢制御系		93.9	
	推進系		82.0	
	構体系		158.0	
	熱制御系		20.0	
	その他		3.0	
	電装系		30.0	
	衛星ドライ重量			
推薬			120.0	
打上重量			1274.5	

4.4 熱設計

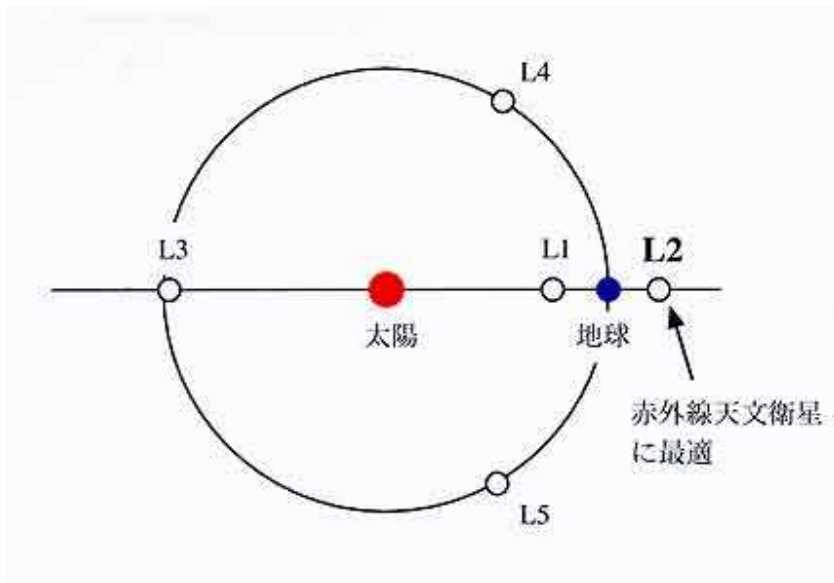
WISH 計画では、検出器および主鏡、望遠鏡構造などを効率よく十分に冷却することが必要になる。 $1\text{--}4\ \mu\text{m}$ 帯の高感度観測を実現するには、主鏡、クライオスタットを 100K 以下、 $1\text{--}5\ \mu\text{m}$ 帯までの観測 (WISH 目標値) を実現するためには、主鏡を 40K 、検出器を含むクライオスタットを 60K まで、冷凍機を用いずに **passive** に冷却するための熱設計を行うことが、今後の最重要課題である。

今後、サイエンス要求による最適な光学系の策定、それに基づく望遠鏡、および衛星構造の具体的な設計検討を行って、それらを基盤に熱設計を行い、冷却性能を評価したい。その結果は光学系、構造の設計に反映して再検討を行う予定である。

4.5 軌道、ランチャ

現在基本案としている A 案の光学系を採用する場合、熱輻射迷光の影響を避けるため、望遠鏡全体を効率よく 40K (目標値) $\text{--}100\text{K}$ まで冷却する必要がある。これを受動的冷却によって実現するため、軌道としては、太陽－地球の $L2$ 軌道を第一案として検討する。 $L2$ 軌道では、最大の熱源である太陽と地球が、常に同じ方向

に位置するため、熱環境をシンプルにモデル化し、熱設計が容易となる。約 1.3 トン程度の重量を持つ WISH 衛星を L2 軌道まで運ぶためには、打ち上げロケットとしては、JAXA が運用するものとしては、HIIA 級のロケットが必要である。



[図 4-6 : L2 軌道の概念図 (ISAS web page, ISASNews より)]

また、L2 軌道の対案として、WISH 衛星について、近地球軌道においてどのような冷却が最大限可能であるかも併せて検討したい。

4.6 データ量、ダウンリンク

データ生成レート、及びダウンリンクレートは、衛星軌道決定要素の一つになりうる重要な検討事項である。ここでは、現在、想定している光学系使用に基づいてデータ生成レートを見積もり、このデータを地上へダウンリンクすることが十分可能な衛星軌道を検討した。

総 pixel 数を $np[\text{pixel}]$ 、pixel scale を $p[\text{arcsec/pixel}]$ 、視野を $A[\text{arcmin}^2]$ 、典型的な積分時間 (1 回あたり) を $t[\text{sec}]$ 、観測時のオーバーヘッドファクターを $f_{OH}(>1, \text{全体の } 1/f_{OH} \text{ の時間だけ積分をかけることができる})$ 、1pixel あたりの byte 数を $b(<2)[\text{byte/pixel}]$ とする。このとき、データ生成レート r_{DG} は、 $b=2[\text{byte/pixel}]$ 、 $p=0.15[\text{arcsec/pixel}]$ 、 $A=1000[\text{arcmin}^2]$ 、 $t=500[\text{sec}]$ 、 $f_{OH}=1.5$ とした場合に、 $r_{DG}=3.4[\text{Mbps}]$ となる。

次に、データダウンリンクレート r_{DL} について考える。data transmission efficiency: $\varepsilon_{DT}(>1; \text{パケット化効率、data recorder の記録効率、無線通信の回線効率などを考慮した場合に、実際のデータの何倍の帯域を確保しておくべきか})$ も考慮する必要があるが、例えば、AKARI 衛星の場合、この値はおおよそ 1.3 である。全ての取得データをダウンリンクするには、可視時間が全体の $f_{vis}(<1)$ とすると、

$$r_{DL} \times f_{vis} \times \varepsilon_{DT} > r_{DG}$$

を満たす必要がある。以上から、 $r_{DL} = 10.0[\text{Mbps}]$ を最大として考えればよいだろう。

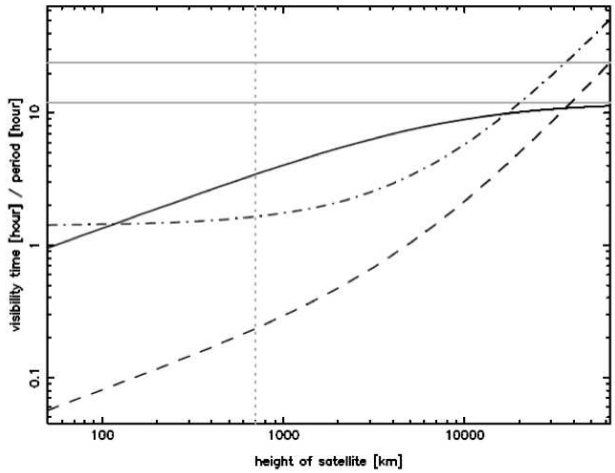
また、各衛星軌道における 1 日あたりの可視時間 T_{vis} を見積もる必要がある。近地球軌道では、 T_{vis} は、地球との 2 体問題として考えると、衛星高度 h_s の関数として、1 周期あたりの可視時間 t_{vis} は $t_{vis} = \sqrt{4(r_E + h_s)^3 / Gm_E}$ とかける (r_E : 地球の半径、 G : 重力定数、 m_E : 地球の質量)。図 1 は、衛星高度の関数として、1 日あたりの可視時間 T_{vis} (実線) をプロットしたものである。太陽と地球の L2 点は、地球から約

1,500,000[km]離れた点であるが、L2 点の 1 日あたりの可視時間 T_{vis} は、典型的に、およそ半日、約 12 時間である。ダウンリンクレート $r_{DL}=10.0[\text{Mbps}]$ を固定すると、データ生成レート $r_{DG}=4.43[\text{Mbps}]$ のとき、必要な可視時間は $f_{vis}=0.44$ 、つまり、 $T_{vis}=10.6[\text{hour}]$ となり、近地球軌道では最低でも $h_{min}>28,700[\text{km}]$ の高度が必要である。ただし、少しのパラメータ変更で、半分程度に減らすことは可能で、その場合に必要な衛星高度は $h_{min}\sim 1,000\text{--}4,000[\text{km}]$ 程度になる。

以上をまとめると、次の表の通りである。

データ生成レート r_{DG}	3-4 [Mbps] 程度
データダウンリンクレート r_{DL}	<10.0[Mbps]

他のミッション、たとえば、同じ L2 軌道での運用を想定している SPICA 衛星の検討では、実現可能な最大のダウンリンクビットレートとして 11Mbps 程度、実際の運用では、マージンをとって 8Mbps 程度のダウンリンクレートが想定されている（SPICA ミッション提案書第 2 版）。WISH 衛星で想定されるレートは、同程度か、それ以下である。



[図 4-7: 衛星の高度の関数として、軌道周期 $p[\text{hour}]$ (一点鎖線)、1 周期での可視時間 $t_{vis}[\text{hour}]$ (点線)、1 日あたりの可視時間 $T_{vis}(=t_{vis}\times 24.0/p)[\text{hour}]$ (実線) を計算したもの。水平なグレーの実線は、1 日(24 時間)、半日(12 時間)を表し、垂直なグレーの点線は AKARI の軌道を表している。AKARI は衛星高度 700[km] で、軌道周期 98.425[分]=1.649[hour]、1 周期での可視時間は約 10[分]。地球半径を $r_E=6.378\times 10^3[\text{km}]$ 、地球質量を $m_E=5.9742\times 10^{27}[\text{g}]$ として計算した。]

4.6 衛星姿勢制御

衛星姿勢制御については、次の項目が今後の検討課題である。

1. 姿勢安定精度

姿勢安定精度については、少なくとも積分を行う数百秒間程度の時間において、1 pixel の 1/10、あるいは 15mas 程度以下(0.15"/pix の場合)であることが必要である。

2. 指向時間および精度

サーベイ観測を主体とする衛星ではあるが、突発天体観測への対応も、今後検討したい。

5. 開発体制とスケジュール

5.1 ミッションの特性について

冒頭の計画概要においても述べたように、本ミッションは、すばる望遠鏡およびあかり衛星の大きな成果からの発展であるだけでなく、中・遠赤外線波長帯を中心とする **SPICA** 衛星計画や、**ALMA**、そして、**TMT** (Thirty Meter Telescope) など地上超大型（30 m級）望遠鏡とも相補的な役割を持っている。**SPICA** や **TMT** などの超大型計画が、高い集光力や、様々な観測装置により天体の詳細な観測を行うことに重点が置かれているのに対して、本計画は、

- スペースからのみ高精度で観測可能である波長、感度、解像力
- 「超広視野」での探査（サーベイ）観測

という点に重点をおいている。とりわけ、本計画により飛躍的に発展する、「宇宙の第一世代銀河」の成果は、**ALMA**、**TMT** とのシナジーがとりわけ高く、本計画で発見された第一世代銀河の多くを **ALMA**、**TMT** などさらに詳細に観測することにより、大きな成果が得られるであろう。逆に言えば、**ALMA**、**TMT**、**SPICA** といった次世代大型望遠鏡は、個別の天体の詳細な観測に主眼がある。宇宙初期の銀河探査においては、サンプルとなる銀河の検出が必要であるが、そのためには十分な深さを持ちつつ広い天域をサーベイする観測が必要であり、効率的な研究のためには本計画によるサーベイが必須と言ってよいであろう。

すばる望遠鏡、および、あかり衛星のこれまでの成果を、とぎれることなくさらに発展させるため、そして **SPICA** や **TMT**、そして **ALMA** との相補的な観測を目指すため、本計画はこれらの超巨大計画とも時期を合わせた「早期」の実現が強く望まれる。

このような背景のもと、本計画では、1－5 μm 帯でのスペースからの超広視野・高感度観測という、非常にユニークな点を目指しつつも、そのための開発要素はできるだけ最小のものとし、できるだけシンプルな構成をとり、開発に必要な期間を十分かつ最小のものとして、可能な限り早期の実現を目指したい。本項ではそのためのスケジュール、開発体制、国内外の他計画との関連について述べる。

5.2 スケジュール

本計画の遂行に当たっては、次のような年次計画を考えている。

年次	年度	目標	タスク
	2008	プロジェクト検討開始概念検討、WG 結成 口径、軌道など主要素策定	宇宙研 理学委員会 WG 申請 科研費 申請
初年度－2年度	2009-2010	概念検討 主要素決定／要素技術検討 MDR / SSR プロジェクト移行審査 (SDR)	天文台プロジェクト申請 大型科研費申請
3年度	2011	Phase A / Proto Model 制作開始	
4－5年度	2012-2013	PM 制作・試験 基本設計審査(PDR) 主鏡制作開始／検出器制作開始	
6－7年度	2014-2015	PM 試験 詳細設計審査 (CDR) Flight Model 制作開始	
8年度	2016	FM 制作／試験	
8年度	2016?	FM 試験 打ち上げ	

5.3 開発・試験体制、WG 結成後の進め方

本計画は、日本のスペース・サイエンス・ミッションであり、この意義において、計画の実施に当たっては JAXA 宇宙研を母体とし、これに、中心となる大学、および国立天文台が協力する体制を確立して進めることが望まれる。現状に於いて、宇宙研なしに科学衛星を実現することは考えられない。

一方、本計画は、すばる望遠鏡が大きな成果を挙げた広視野深宇宙探査の次のステップへの発展であること、ひので衛星の可視望遠鏡の技術の発展であること、そして、地上観測での装置開発の実績も大きな $1-5\mu\text{m}$ 帯での計画であることから、ミッション概念検討と、R & D の段階においては、国立天文台における開発体制が大きな役割を果たすことも期待されるだろう。R&D 段階における試験については、「ひので」衛星およびすばる望遠鏡装置開発のヘリテージを最大限活かしてゆくことを検討している。本計画には、これまで主に地上観測に従事していた研究者の参加も多く期待されるが、実際のところ、現在推進の中心となっているメンバーには、国立天文台プロジェクトであった HOP 超広視野カメラ計画において、広視野カメラの概念検討及び R & D 実験を行ってきたメンバーが多く含まれている。

したがって、開発体制としては、

- ・ JAXA 理学委員会 Working Group の設置による、ミッション検討および R&D の推進体制の構築
- ・ 国立天文台、先端技術センターを一方の拠点とする R&D の推進
- ・ JAXA 宇宙研との密接な協力によるミッションの検討
- ・ 中心となる大学における協力、関心の高い大学研究者の結集

を目指して進めてゆきたい。大学は R&D に参加するマンパワーの確保の面でも重要な役割を果たすことが期待される。

以下には、本申請による WG の結成を経て WISH の開発を進める上でのプラン、重点開発項目について述べる。WISH 計画の実現までには、まず、第 1 に、

● サイエンス要求に基づく、最適な光学系の策定

が、重要課題である。そして、これに基づいて、第 2 に、

● 望遠鏡、広視野カメラ、および衛星の構造・機構設計の具体化

を行う。その上で、

● 熱設計と達成される（受動的）冷却性能の評価

を具体的に行い、WISH における主鏡、クライオスタットでの冷却性能を評価する。WISH ミッションの正否を左右する、受動的冷却による検出器の適切な駆動温度の達成、そして、波長 $2-5\mu\text{m}$ 帯での感度について、この熱設計は WG 結成後の開発で取り組む最重要課題と位置づけている。ここで得た熱設計の評価を光学系、望遠鏡・衛星・システムの構造設計へのフィードバックを行い、WISH として最適な解を求めたい。

一方、基本案のピクセルサイズ ($0.15''/\text{pix}$) を考えると、この $1/10$ 程度、すなわち 15mas の姿勢安定精度が要求される。このため、やはり重要課題として、

● 姿勢安定精度の達成可能性の評価

を、ひのでや ISAS/JAXA での蓄積を基に、企業と連携して技術検討を進めたい。

もちろん、これらの最重要課題の他に、

- 主鏡軽量化
- 主鏡支持機構
- 補正光学系の素材と対衝撃性能
- 副鏡駆動機構
- バッファリング
- 検出器調達スケジュール
- 駆動、読み出し電機系の評価
- データ圧縮

- 焦点面配置
- 宇宙用大型赤外フィルタ試作
- 大型フィルタ・シャッタ機構の冷却駆動試験
- グリズム、狭帯域フィルタの検討
- 電力バジェットの評価
- 通信系
- 軌道、推進系、ロケット
- サイエンス要求の検討
- サーベイ戦略の検討
- データ整約、解析、公開

など、ミッションの実現に向けて、様々な重要課題の検討がある。WG 結成後の R&D においては、国立天文台・先端技術センタを中心に、同光赤外研究部、JAXA/ISAS、各大学の研究者・学生などの力を合わせて、組織としてこれらに取り組んでゆきたい。以下の表に、主要な検討課題と WG 後の取り組みをまとめる。

1. 望遠鏡

	主な担当	備考
光学系検討	天文台、大学、企業	光学系の実現性
主鏡	天文台、企業	軽量化、製作性
補正光学系	天文台、JAXA、企業	製作性、衝撃耐性
主鏡支持機構	天文台、大学、企業	最適構造、重量、打上衝撃耐性、熱安定性
望遠鏡構造	天文台、企業	最適構造、重量、打上衝撃耐性、熱安定性
副鏡移動機構	天文台、企業	機構、冷却性
バッフル	天文台、JAXA、企業	副鏡カバー、鏡筒

2. 広視野カメラ

	主な担当	備考
検出器	天文台、大学、企業	調達スケジュール
駆動、電気系	天文台、企業	低消費電力、軽量化
データレート	天文台	ダウンリンクレート、圧縮
焦点面配置	大学、企業	3次元配置と結像性能
フィルタ	天文台、企業	宇宙用大型フィルタ試作
フィルタ・シャッタ機構	天文台、企業	冷却駆動試験、多層化検討
グリズム	天文台、大学	薄型グリズム

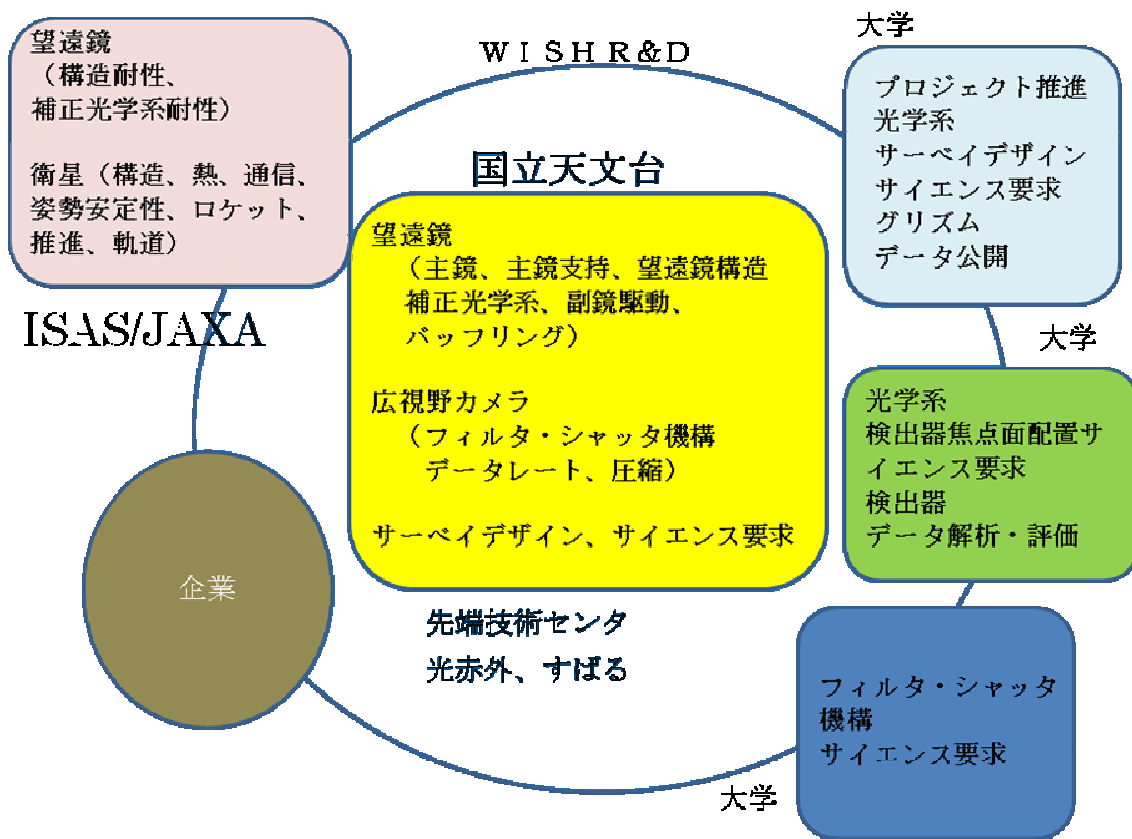
3. 衛星・システム

	担当	備考
構造・機構	天文台、JAXA、企業	
熱設計	天文台、JAXA、企業	
重量バジェット	天文台、JAXA、企業	
電力バジェット	天文台、JAXA、企業	
姿勢安定精度	JAXA	1/10pix = 15mas
指向速度、精度	JAXA	
通信系	JAXA	10Mbps
軌道、推進	JAXA、天文台	L2 対案検討
打ち上げロケット	JAXA、天文台	HIIA 対案検討

4. サーベイ

	担当	備考
サイエンス要求検討	大学、天文台、JAXA	初期宇宙天体 暗黒エネルギー 銀河進化、他
サーベイデザイン	天文台、大学	最適積分時間 ディザリング／タイリング
データ解析・評価	天文台、大学	
データ公開	天文台、大学	

WISH R&D 推進のイメージ



5.4 日本の光赤外ロードマップにおける位置づけ

現在の光赤外線コミュニティの将来計画は、大きくは地上大望遠鏡、そしてスペース計画に二分されている。光学赤外線天文学連絡会（光天連）を母体として、「2010年代の天文学」をサーベイする議論が2003年から数年間にわたって行われたが、そこでは、ロードマップの柱として、地上は20–30m級望遠鏡、スペースは冷却大口径宇宙望遠鏡 **SPICA** 計画を推し進めることが合意されている。地上大望遠鏡計画については、2010年代初頭のプロジェクト建設開始を目指して **Thirty Meter Telescope (TMT)** 計画への参加へ向けての活動を国立天文台が中心となって進めており、2007年度より開発・体制などについての具体的な検討が開始されており、**ALMA** 計画の進捗と合わせ、予算・建設計画が議論される見込みである。一方、**SPICA** については、**JAXA** におけるプリプロジェクトとして認知され、その実現に向けて前進が始まっている。

これら二つの巨大計画は、日本の光学赤外線天文学全体の将来計画のバックボーンとして存在しており、日本全体での実現が強く期待されている。しかしながら、一方で、このことは、天文学全般、とりわけスペース天文学全般において、二つの巨大計画とサイエンス的にも機能的にも完全に相補的であるような、中規模の計画の推進を妨げるものではない。

WISH 超広視野近赤外線探査衛星計画は、サイエンス、機能の面で **TMT** および **SPICA** と相補的である。たとえば、

- **TMT** は第一世代天体の観測的研究に大きな期待が寄せられているが、現在の主たる観測装置は分光機能に重点が置かれており、また、補償光学機能が本質的に重要であることから、広視野での探査観測という性能は持たない。
- 波長1–5ミクロンにおける広がった天体（点源でないもの）の撮像観測については夜空の背景放射が主たるノイズ源であり地上観測では不利であることから、**WISH** の広視野探査との相補性は非常に高い。
- 一方、**SPICA** 衛星は大口径冷却望遠鏡であり、より波長の長い中・遠赤外線、すなわちダストおよびガス成分の観測に重点が置かれている。
- **SPICA** の観測波長 (>5 μm) は **WISH** (1-5 μm) と相補的である。冷却性能に大きな努力が注がれ、また分光観測などを主体とする汎用望遠鏡であることから、近赤外線での広視野探査観測を **SPICA** で行うことは困難であり、**WISH** の広視野探査を **SPICA** で代用することはできない。

したがって、**WISH** は光学赤外線分野のミッションではあるが、**TMT** あるいは **SPICA** とは相補的な、新たなパラメータ空間をきりひらくミッションである。実際、我が国の科学衛星の実績を顧みれば、可視光～近赤外線に最適化された宇宙観測ミッションはこれまで実質的に存在しておらず、「あかり」衛星の近赤外線装置によって始めて、2ミクロン帯までの観測が行われている。**WISH** は、これまで地上でしか行われていなかったサイエンスの宇宙への飛躍的な発展を目指すものとも言えるだろう。

まとめると、本計画は、「すばる」、「あかり」からの直接的発展としても自然であり、科学的価値が極めて高いと考えており、光赤外ロードマップにおいても、**TMT**、**SPICA** の巨大計画と相補的な中規模計画として、その実現が強く望まれるものである。

5.5 マンパワー、国際協力

上記ロードマップにおいてもマンパワーの不足は常に懸念されることである。これは **WISH** 計画のみならず、すべての計画についても当てはまることとも言えよう。どのミッションにおいても、スペースミッションの実現に向けての経験豊富な研究者・技術者の確保は、必須であり、**WISH** も他ミッションとの競合は生じうるだろう。しかしながら、これは日本のスペース天文学が拡大的に発展するためには、避けて通れない努力では

ないだろうか。

一方で、WISH 計画に関しては、

- これまで地上観測に従事していた研究者のスペース計画への参入

という利点もある。

すばる望遠鏡が建設され、大きな成果が挙げられたことで日本の光赤外地上観測コミュニティのマンパワーは飛躍的に増大した。もちろん、その一定の部分は TMT の実現、すばる望遠鏡の将来計画、各大学の中小望遠鏡計画・装置開発計画に投入される必要があるが、一方、TMT は国際協力であり、日本の予算規模としては、すばる望遠鏡と同程度もしくはそれ以下である。

また、国立天文台先端技術センターにおいては、スペースミッションのための基礎開発の実績が「ひので」などによって打ち立てられ、今後も発展してゆく見込みである。したがって、WISH に関しては、これまで地上観測を主体としていた研究者のスペースへの参入、流入と見なすこともできるだろう。

国際協力については、WISH 計画の礎が築かれた時点で、真剣に取り組みたいと考えている。WISH と関連する海外のミッションとしては JWST, JDEM/SNAP, Euclid(DUNE) が考えられる。JWST に関しては、視野がかぎられ、おそらく 1 平方度を超える超広視野の深宇宙探査は簡単ではなく、広視野観測を行う WISH との相補性は高い。SNAP, Euclid は可視光撮像を中心としているが、ともに $1.7\mu\text{m}$ まで広視野赤外線観測機能を予定している。WISH は赤外線に特化し、より長波長まで観測するという点でユニークではあるが、国際協力の対象にはなりうるだろう。