ガンマ線バーストのX線残光と全天ダストマップを用いた 天の川銀河の星間ガスの評価

広島大学大学院 理学研究科 物理科学専攻

高エネルギー宇宙・可視赤外線天文学研究室

M175180 小山 恭弘

指導教官:水野 恒史

副查:山本 一博

2019年2月

概 要

銀河内の星と星との間のガス(星間ガス)は星間微粒子(ダスト)と共に銀河や恒星の進化に大きく 関わっており、その分布を知ることは重要である。また、星間ガスやダストは電磁波を放射・吸収 するため、その存在量を電磁波観測から推定できる。今までに天の川銀河の星間ガスの観測は主 に水素原子輝線(21 cm)やCO分子輝線(2.6 mm)の電波帯域での輝線で行われており、全天で観 測されている[1]。しかし、近年ガスから直接放出される電波輝線では観測することの出来ない通 称ダークガスと呼ばれるガスが存在し多くの星間ガスが見逃されていると指摘されている[2]。

本研究ではガンマ線バーストを銀河系外の光源として用い、そのX線残光の吸収を用いて視線 方向の星間ガスの総量を測定し、ガスからの輝線やダスト放射による天の川銀河の星間ガスの推 定値と相関を取ることで天の川銀河の星間ガスの指標の良し悪しを評価した。X 線の吸収を用い ることでガスの状態に依存せず星間ガス量を推定できるため、他の手法と相補的である。先行研 |究 [3] に対し本研究では Planck 衛星により観測されたダスト放射を指標に加え、対象とするガン マ線バーストのイベント数も約 2.5 倍の 1027GRB に増やしている。ガンマ線バーストの X 線残 光から求められる天の川銀河の星間ガスとガンマ線バースト母銀河の星間ガスの和から、天の川 |銀河の星間ガスを電磁波観測 (水素輝線・CO 輝線・ダスト放射) で推定して差し引き、ガンマ線 バースト母銀河の星間ガス量を算出する。得られた母銀河の星間ガス量は天の川銀河の星間ガス 量と関係ないため、両者の相関を取ると無相関であるべきである。よって相関があれば天の川銀 河の星間ガス量の見積りが不適切であると判定できる。また、ガンマ線バーストの統計を良くし 個々のガンマ線バースト (と母銀河)の個性をなくすため、天の川銀河中のガス密度の推定値が似 たデータ同士で残光スペクトル足し合わせを行い解析を行った。ダスト放射を用いて天の川銀河 の星間ガス量を求める際、ダストは星間ガスとよく混在しているため、星間ガスの柱密度はダス ト放射い比例するとの仮定のもと、ダスト温度が高く (> 20.5[K]) ガスの薄い部分 (21 cm 線の積 分強度が < 200[K・km/s]) では全ガスの柱密度が 21 cm の強度に比例しているとして変換係数を |導出し、ダスト強度から天の川銀河の星間ガス量を見積もった。その結果、電波の輝線で星間ガス を評価すると、ガスが濃い部分では輝線放射がガスの性質に依存するため、ガスを過小評価して いること (ダークガスの存在) が確認できた。一方で、星間ガスとよく混在するダストを用いるこ とで、天の川銀河の全星間ガス(原子ガス+分子ガス)の見積りを改善できることが分かった。ま た、ダスト放射に温度補正をかけることで、顕著な相関が見られなくなり4×10²¹ cm⁻² 程度まで 目立った相関もなく良い見積もりが得ることができた。

目 次

第1章	序論	6
1.1	天の川銀河の星間媒質・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・	6
1.2	本研究の目的	6
第2章	星間物質・星間媒質	7
2.1	天の川銀河	7
2.2	星間ガス....................................	8
	2.2.1 原子ガス	9
	2.2.2 分子ガス	10
	2.2.3 ダークガス	10
	2.2.4 高銀緯雲・高速度雲	11
2.3	星間ダスト	12
2.4	X 線の星間吸収	13
2.5	星間物質を測定する手段	14
	2.5.1 電波輝線観測	15
	2.5.2 ダスト放射観測	16
	2.5.3 星間ガスによる X 線吸収	16
第3章	ガンマ線バースト	17
3.1	ガンマ線バーストとは	17
3.2	GRB の放射機構	17
3.3	GRB の観測手段	18
3.4	GRB 残光を用いる意義	21
第4章	星間ガスの評価	23
4.1	星間ガスの評価方法	23
	4.1.1 GRB データのダウンロード	23
	4.1.2 GRBX 線残光スペクトルの解析	25
	4.1.3 W _{HI} – D _{em} プロットによる変換係数の導出	27
	4.1.4 データの選別	28
	4.1.5 ガスモデルの評価方法	30
	4.1.6 X 線残光スペクトルの Group 化	31
4.2	電波輝線を用いて求めた星間ガスの評価	31
	4.2.1 HI-21cm	31
	4.2.2 HI-21cm ک CO-2.6mm	32
4.3	ダスト放射を用いて求めた星間ガスの評価	33
	4.3.1 変換係数の不定性	33
	4.3.2 温度補正	34

	4.3.3	データ選別のスレッショルドによる相関図の変化	 	 	 • •	. 36
第5章	まとめ	と今後				38

図目次

2.1	天の川銀河を円盤の正面から見た構造 [5]	7
2.2	天の川銀河を円盤の側面から見た構造 [5]	7
2.3	電波輝線 (21 cm) で見た全天画像 [7]	8
2.4	可視光で見た全天画像 [8]	8
2.5	星間物質の密度圧力図 [6]	9
2.6	2.6 mm(CO 輝線) でみた銀河面の画像 [1]	10
2.7	ダストによる赤化から見積もったダークガスの分布 [7]...........	11
2.8	ガンマ線で見積もったダークガス分布 [8]	11
2.9	21 cm で観測された HVC の全天画像 [14]	12
2.10	プランク衛星で観測したダストによる 353 GHz の光学的厚みの全天画像 [15]	13
2.11	元素ごとの散乱断面積 [16]	14
2.12	<i>Planck</i> 衛星 [18]	16
~ .		
3.1	火の玉モデル [19] による放射機構	18
3.2	GRB160912A のエネルギースペクトル	18
3.3	$GRB16912A \boldsymbol{\sigma} WTmode \boldsymbol{\sigma} \boldsymbol{\uparrow} \boldsymbol{\times} - \boldsymbol{\vartheta} \dots \dots \dots \dots \dots \dots \dots \dots \dots $	20
3.4	$GRB160912A \ \mathcal{O} \ PCmode \ \mathcal{O} \ \mathcal{I} \$	20
3.5	Swift衛星と BAT・XRT 検出器 [22]	21
4.1	Swift 衛星のアーカイブファイルダウンロードページ [24]	23
$4.1 \\ 4.2$	<i>Swift</i> 衛星のアーカイブファイルダウンロードページ [24]	$\frac{23}{24}$
4.14.24.3	Swift 衛星のアーカイブファイルダウンロードページ [24]	23 24 24
4.14.24.34.4	Swift 衛星のアーカイブファイルダウンロードページ [24]	 23 24 24 25
 4.1 4.2 4.3 4.4 4.5 	Swift 衛星のアーカイブファイルダウンロードページ [24]	 23 24 24 25 26
 4.1 4.2 4.3 4.4 4.5 4.6 	Swift 衛星のアーカイブファイルダウンロードページ [24]	 23 24 24 25 26 26
 4.1 4.2 4.3 4.4 4.5 4.6 4.7 	Swift 衛星のアーカイブファイルダウンロードページ [24]	 23 24 24 25 26 26 27
 4.1 4.2 4.3 4.4 4.5 4.6 4.7 4.8 	Swift 衛星のアーカイブファイルダウンロードページ [24]	 23 24 24 25 26 26 27 27
 4.1 4.2 4.3 4.4 4.5 4.6 4.7 4.8 4.9 	Swift 衛星のアーカイブファイルダウンロードページ [24]	 23 24 24 25 26 26 27 27 28
$\begin{array}{c} 4.1 \\ 4.2 \\ 4.3 \\ 4.4 \\ 4.5 \\ 4.6 \\ 4.7 \\ 4.8 \\ 4.9 \\ 4.10 \end{array}$	Swift 衛星のアーカイブファイルダウンロードページ [24]	 23 24 24 25 26 26 27 27 28 28
$\begin{array}{c} 4.1 \\ 4.2 \\ 4.3 \\ 4.4 \\ 4.5 \\ 4.6 \\ 4.7 \\ 4.8 \\ 4.9 \\ 4.10 \\ 4.11 \end{array}$	Swift 衛星のアーカイブファイルダウンロードページ [24]	23 24 25 26 26 27 27 28 28 30
$\begin{array}{c} 4.1 \\ 4.2 \\ 4.3 \\ 4.4 \\ 4.5 \\ 4.6 \\ 4.7 \\ 4.8 \\ 4.9 \\ 4.10 \\ 4.11 \\ 4.12 \end{array}$	Swift 衛星のアーカイブファイルダウンロードページ [24]	23 24 24 25 26 26 27 27 27 28 28 30 30
$\begin{array}{c} 4.1 \\ 4.2 \\ 4.3 \\ 4.4 \\ 4.5 \\ 4.6 \\ 4.7 \\ 4.8 \\ 4.9 \\ 4.10 \\ 4.11 \\ 4.12 \\ 4.13 \end{array}$	Swift 衛星のアーカイブファイルダウンロードページ [24]	23 24 24 25 26 26 27 27 28 28 30 30 30 30
$\begin{array}{c} 4.1 \\ 4.2 \\ 4.3 \\ 4.4 \\ 4.5 \\ 4.6 \\ 4.7 \\ 4.8 \\ 4.9 \\ 4.10 \\ 4.11 \\ 4.12 \\ 4.13 \\ 4.14 \end{array}$	Swift 衛星のアーカイブファイルダウンロードページ [24]	23 24 25 26 26 27 27 28 28 30 30 30 30 32
$\begin{array}{c} 4.1 \\ 4.2 \\ 4.3 \\ 4.4 \\ 4.5 \\ 4.6 \\ 4.7 \\ 4.8 \\ 4.9 \\ 4.10 \\ 4.11 \\ 4.12 \\ 4.13 \\ 4.14 \\ 4.15 \end{array}$	Swift 衛星のアーカイブファイルダウンロードページ [24]	23 24 25 26 26 27 27 28 28 30 30 30 30 32 32
$\begin{array}{c} 4.1 \\ 4.2 \\ 4.3 \\ 4.4 \\ 4.5 \\ 4.6 \\ 4.7 \\ 4.8 \\ 4.9 \\ 4.10 \\ 4.11 \\ 4.12 \\ 4.13 \\ 4.14 \\ 4.15 \\ 4.16 \end{array}$	Swift 衛星のアーカイブファイルダウンロードページ [24]	23 24 25 26 26 27 27 28 28 30 30 30 30 32 32 33
$\begin{array}{c} 4.1 \\ 4.2 \\ 4.3 \\ 4.4 \\ 4.5 \\ 4.6 \\ 4.7 \\ 4.8 \\ 4.9 \\ 4.10 \\ 4.11 \\ 4.12 \\ 4.13 \\ 4.14 \\ 4.15 \\ 4.16 \\ 4.17 \end{array}$	Swift 衛星のアーカイブファイルダウンロードページ [24]	23 24 25 26 26 27 27 28 28 30 30 30 30 32 33 33 33
$\begin{array}{c} 4.1 \\ 4.2 \\ 4.3 \\ 4.4 \\ 4.5 \\ 4.6 \\ 4.7 \\ 4.8 \\ 4.9 \\ 4.10 \\ 4.11 \\ 4.12 \\ 4.13 \\ 4.14 \\ 4.15 \\ 4.16 \\ 4.17 \\ 4.18 \end{array}$	Swift 衛星のアーカイブファイルダウンロードページ [24] GRB160912A のイメージ GRB160912A のバックグラウンドのイメージ GRB160912A の ARF ファイルに書かれた有効面積 Swift XRT の PCmode による GRB160912A のエネルギースペクトル XRT の PCmode による GRB130427A のイメージ 21 cm 線の強度対全波長域でのダスト放射強度 radiance の場合の $W_{\rm HI}/D_{\rm em}$ のヒストグラム 21 cm 線の強度対 353 GHz での星間ダストの光学的厚み tau ₃₅₃ の場合の $W_{\rm HI}/D_{\rm em}$ のヒストグラム GRB 到来方向の HVC 存中の水素原子柱密度のヒストグラム KHI により求めた $n_{\rm H,g}$ と $n_{\rm H,i}$ の相関図 $W_{\rm HI}$ により求めた $n_{\rm H,g}$ と $n_{\rm H,i}$ の相関図 $w_{\rm HI}$ と $W_{\rm CO}$ により求めた $n_{\rm H,g}$ と $n_{\rm H,i}$ の相関図 τ_{353} の変換係数の誤差による $n_{\rm H,g} - n_{\rm H,i}$ のズレ	23 24 25 26 27 27 28 28 30 30 30 30 30 32 32 33 33 33 34

4.19	$ au_{353}$ の変換係数の誤差による $n_{ m H,g}$ - $n_{ m H,i}$ のズレ $\dots \dots \dots \dots \dots \dots \dots \dots \dots$	34
4.20	図 4.7 を温度ごとに分類した図	34
4.21	図 4.9 を温度ごとに分類した図	34
4.22	$radiance$ により求めた $n_{H,g}$ と $n_{H,i}$ の相関図	35
4.23	$ au_{353}$ により求めた $n_{ m H,g}$ と $n_{ m H,i}$ の相関図 $\dots \dots \dots$	35
4.24	$radiance$ により求めた $n_{H,g}$ と $n_{H,i}$ の相関図	36
4.25	$ au_{353}$ により求めた $n_{ m H,g}$ と $n_{ m H,i}$ の相関図 $\dots \dots \dots$	36
4.26	radiance により求めた $n_{\mathrm{H,g}}$ と $n_{\mathrm{H,i}}$ の相関図	37
4.27	$ au_{353}$ により求めた $n_{ m H,g}$ と $n_{ m H,i}$ の相関図 $\dots \dots \dots$	37

表目次

2.1	星間ガスの分類と性質 [9]	9
2.2	宇宙組成比と元素に対するダストの割合 [16]	15
3.1	Swift 衛星 BAT の性能 [20]	19
3.2	Swift 衛星 XRT の性能 [21]	19
4.1	GRB の数の内訳	29
4.2	$W_{ m HI}$ を用いて $n_{ m H,g}$ を求めた際のパラメータ \ldots \ldots \ldots \ldots \ldots	32
4.3	$W_{ m HI}$ と $W_{ m CO}$ を用いて $n_{ m H,g}$ を求めた際のパラメータ \ldots	32
4.4	radiance を用いて n _{H,g} を求めた際のパラメータ	33
4.5	$ au_{353}$ を用いて $n_{ m H,g}$ を求めた際のパラメータ	33
4.6	radiance を用いて温度補正を掛けた際のパラメータ	35
4.7	$ au_{353}$ を用いて温度補正を掛けた際のパラメータ................	35
4.8	radiance を用いて温度補正を掛けた際のパラメータ	36
4.9	$ au_{353}$ を用いて温度補正を掛けた際のパラメータ.................	36
4.10	radiance を用いて温度補正を掛けた際のパラメータ	37
4.11	$ au_{353}$ を用いて温度補正を掛けた際のパラメータ..................	37

第1章 序論

1.1 天の川銀河の星間媒質

我々の住む天の川銀河を構成する星と星との空間 (星間空間) は何もない真空ではなく、ガス (星 間ガス)、微粒子 (星間ダスト)、星やダストからの光 (星間光子)、磁場 (星間磁場)、高エネルギー 粒子 (宇宙線) などが存在している。星間ガスは収縮するとやがて恒星となり、宇宙の物質の循環・ 生成を担う重要な役割を持つ。これらは相互に影響しあっており、例えば大質量星の最期に起こ る超新星爆発は星間ダストを作り、また星間ガスに重元素を供給する。星間ガスは星の光 (主に紫 外線) により電離され、星間磁場は僅かに電離したガスに凍結して共に運動し、宇宙線は星間磁場 によって銀河内に閉じ込められている。従って、星間ガス (及び星間ダスト、星間光子、星間磁場、 宇宙線) を理解することは天の川銀河の中で起きる天体現象の理解に欠かせない。星間ガスは電磁 波を放射・吸収するため、電磁波観測により星間ガスの量を推定することが可能である。

1.2本研究の目的

本研究では、ガンマ線バーストのX線残光スペクトル中の低エネルギー側での吸収量を用いて 星間ガスの量やその分布を推定・評価することを目的とする。星間ガスは、原子ガス・分子ガス・ 電離ガスに大別することができ、質量では原子ガスと分子ガスが大部分を占める。それぞれ特徴 的な輝線(中性水素原子からの21cm線・CO分子からの2.6mm線)を電波領域で放出するため電 波観測により我々の銀河の星間ガスを観測することが可能であり、実際に大規模なサーベイ観測 が行われてきた[1]。しかし、電波領域の輝線を用いて推定する方法では、星間ガスの量がガスの 性質(温度など)に依存する。例えば、原子ガスの密度が高く温度が低いと、自身が放射した輝線 を再吸収してしまい輝線の強度が減少することでガスの量を少なく見積もってしまう、といった ことが起こる。そのため、従来の電波観測では多くのガスが見逃されていたことが近年指摘され ている。[2]。

そこで、本研究ではガンマ線バースト (GRB) を銀河系外の光源として用い、その X 線残光ス ペクトル中の吸収を用いることでガスの密度を推定することを目的とする。この方法は GRB の到 来方向のガス量しかを測ることができないが、ガスの性質にあまり依存せずにその密度を推定す ることができ、電波観測と相補的な手段となっている。本研究の先行研究として R. Willingale ら による論文 [3] があり、Swift 衛星の XRT 検出器を用いて約 500 個の GRB の X 線残光を観測し, 地上の電波望遠鏡による星間ガスの観測や IRAS 衛星および COBE 衛星による星間ダストの観測 と比較することで天の川銀河の星間ガスの量を評価している。本研究ではこの先行研究と比べて GRB のイベント数を約 2 倍に増やし、また最新の Planck 衛星による星間ダストの観測データを 用いることで、我々の銀河の星間ガス分布をより精度よく求めることを目的としている。

第2章 星間物質・星間媒質

宇宙は多くの銀河から構成され、銀河は星(恒星)の集まりである。しかし星と星の間は何もな い空間ではなく、星間物質(ガス及びダスト)・星間光子・星間磁場・宇宙線(高エネルギー粒子) が存在する(これらを総称して星間媒質と呼ぶ)。もっとも身近な星間物質は天の川銀河のそれで ある。星間物質は、星の材料である星間ガスとダストからなり、主成分は水素、化学組成は概ね 宇宙組成に近い。星間ガスと星間ダストの質量比は100:1 程度である。星間ガスの分布としては 電離ガスが一番広がっており、中性原子ガス,分子ガスとガスの温度が低くなるにしたがって局在 している。また、星間ガスと星間ダストはよく混在しており、それらは星間磁場、星間光子、宇 宙線と相互作用し、天の川銀河内の天体現象で主要な役割を果たす。以下で述べるように星間ガ ス・星間ダストはいろいろな波長で観測され、その量を推定することが可能である。

2.1 天の川銀河

天の川銀河は我々の住む太陽系が属する銀河であり、棒渦巻銀河に分類され、可視総質量は $2 \times 10^{11} M_{\odot}[4](M_{\odot}$ は太陽質量を表す) である。天の川銀河を概略図は図 2.1、図 2.2 のようになっ ている。



図 2.1: 天の川銀河を円盤の正面から見た構造 [5] 図 2.2: 天の川銀河を円盤の側面から見た構造 [5]

天の川銀河を大きく分けるとバルジ、円盤、ハローに分けることができ、この3要素の違いは 形成過程・時期の違いに起因すると考えられている。円盤は質量およそ $10^{11} M_{\odot}$ 、大きさは $15 \sim 20 \text{ kpc}$ まで広がっているとされる。また、円盤の中央面のことを銀河面と呼ぶ。バルジは銀河の 中心の扁平な楕円体でおよそ質量 $10^{10} M_{\odot}$ 直径4 kpcと考えられている。ハローは中心から球状 に広がっており円盤とバルジを取り囲むように存在する領域で直径25 kpc[6] ほどであり、高温で 希薄なガスに満たされ、球状星団などが存在する。天の川銀河の中での太陽系の位置はオリオン 腕の銀河中心側の縁に位置し中心から8.5 kpc程度離れている。我々の銀河面を地上から観測する と帯状の星の集まり(天の川)として見ることが可能である。この天の川銀河は銀河間空間と比べ ると物質の密度が高く星間ガス・ダストも多く存在する。星間ガスとダストは概ね均一に混在し ていると考えられるので、星間ガスの量が多ければダストの量も多くなる。また、星間ガスとダ ストは電磁波を放射・吸収するため、電磁波観測でその分布を調べることが可能である。図 2.3 及 び、図 2.4 は銀経銀緯で書かれた電波 (21 cm) 及び可視光での全天画像である。



図 2.3: 電波輝線 (21 cm) で見た全天画像 [7]



図 2.4: 可視光で見た全天画像 [8]

放射は銀河面に集中しており星やガスの量が銀河間空間よりも多いことが見て取れる。図 2.3 は 中性水素原子が放射する波長 21 cm の輝線の分布であり、中性原子ガスの分布を示している。中 性原子ガスは銀河面の垂直な方向に 200 pc 程度の広がりを持って存在している。従って銀緯 0 度 付近(銀河面)を見ると様々な距離のガスを積分して見ることになる。また図 2.4 は星の光が帯状 に強くなっている一方、銀河面に黒く漂う物質があるように見えるが、これは暗黒星雲中の星間 ダストにより遠方の星の光が吸収されてしまったからである。このように電磁波の吸収・放射を 調べることにより星間ガス・星間ダストの量や分布を測定することができる。

2.2 星間ガス

星の材料である星間ガスは水素やヘリウムを主成分としており、その質量比は宇宙組成であり 典型的には水素:70.4% ヘリウム:28.1% その他の元素が1.5%[9] ある。ガスの温度は放射などに よる加熱と冷却のバランスで決まり、密度はガスに働く様々な力のバランスによって決まる。圧 力・温度・電離度によってもガスの性質が変わり、星間ガスが収縮することで恒星へと進化する。 図 2.5 はガスの種類ごとに密度-温度図に示した図である。ガスの表記方法だが、中性ガスのこと を元素記号の後にIをつけて示し、1 階電離したガスはIIを付けて示される。従って、今後は中性 水素原子のことを H_I、電離水素原子は H_{II}、水素分子は H₂ と表す。各々の典型的な温度、密度、 質量を表 2.1 にまとめる。



図 2.5: 星間物質の密度圧力図 [6]

	温度 [K]	密度 [cm ⁻³]	総質量 [10 ⁹ M _☉]
分子雲ガス	$10 \sim 20$	$10^2 \sim 10^6$	$1.3 \sim 2.5$
冷たい原子ガス	$50 \sim 100$	$20 \sim 50$	≥ 6.0
温かい原子ガス	$6000 {\sim} 10000$	$0.2 \sim 0.5$	≥ 6.0
温かい電離ガス	~ 8000	$0.2 \sim 0.5$	≥ 1.6
熱い電離ガス	10^{6}	~ 0.0065	

表 2.1: 星間ガスの分類と性質 [9]

図 2.5 のコロナガスは表 2.1 の熱い電離ガスにあたり、HI ガス雲が冷たい原子ガスに、雲間物 質が温かい原子ガスにあたる。また HI ガスと雲間物質は直線上に乗っており状態方程式 (圧力が 温度と密度の積に比例する)を考えるとガスの圧力がほぼ等しいことがわかる。

表 2.1 から分かるように星間ガスの主成分は原子ガスであり、この原子ガスが収縮して分子ガスとなり星が作られる。以下ではこの原子ガスと分子ガスについて述べる。

2.2.1 原子ガス

文字通り原子状態にあるガスのことで主成分としては水素・ヘリウムである。原子ガスは冷た い原子ガスと温かい原子ガスに大別され、各々の温度は100 K、6000 K 程度である。原子ガスに よる電磁波の放射を考えるとき、まず考えなければならないのが存在比の大きい中性水素原子で あり、波長21 cm(1420 MHz)の強度でそのおおよその存在量を計測することができる。分布は図 2.3 で示され、銀河面に薄く広がっている。放射過程は電子と陽子のスピンの向きによって生まれ る内部エネルギー差によるものであり、スペクトルは原子は熱運動しているため速度を持ってい るためドップラーシフトによって輝線幅が広がる。そこで周波数で積分した強度を W_{HI}(単位は、 単位周波数あたりの強度を輝度温度 [K] で、周波数をドップラーシフト、つまり速度 [km/s] で表 し、K・km/s を用いることが多い)で表し、その関数として式 (2.1) で見積もられる。

$$N(\rm H_{\rm I})[\rm cm^{-2}] = 1.82 \times 10^{18} \ W_{\rm H\rm I}[\rm K \cdot \rm km/s]$$
(2.1)

ここで $N(H_I)[cm^{-2}]$ は水素原子の柱密度 (視線方向に積分した単位面積あたりの個数) であり、 典型的には $10^{21\sim22}$ cm⁻² 程度である。式 2.1 は原子ガスが 21 cm 線に対し光学的に薄いとした単 純な仮定での星間ガスモデルである。この原子ガスは銀河面に集中して存在しており、太陽系近 傍 (銀河中心から 8.5 kpc 程度) での厚みは半値幅で約 200 pc 程度である。

2.2.2 分子ガス

分子ガスは文字通り分子状態にある星間ガスであり典型的な温度は $10 \sim 20$ K、密度は $10^2 \sim 10^6$ cm⁻³ である。銀河面に集中しており半値幅は約 100 pc(原子ガスの半分程度)、密度が高く局在しており、分子雲とも呼ばれる。H_I ガスが冷却されると H₂ ガス (分子雲) となり、自身の重力で収縮することで原子星ができ星形成につながる。代表的な分子雲として、おうし座分子雲、オリオン座分子雲、SgrA などが挙げられる。低温であるため可視や近赤外線の波長帯には熱運動による放射をすることはなく、また H₂ 自体は双極子モーメントを持たないため、電波領域で電磁波を放射することはない。よって分子ガスは水素分子についで存在量が多く、双極子モーメントを持つ CO(一酸化炭素) のミリ波・サブミリ波の輝線 (回転運動による)を用いて存在量を推定することが多い。CO の代表的な輝線は波長 2.6 mm であり、その周波数で積分した強度 W_{CO} を用いて式 2.2 で水素分子ガスの密度が見積られる。

$$N(\mathrm{H}_2) \ [\mathrm{cm}^{-2}] = X_{\mathrm{CO}} \cdot W_{\mathrm{co}} \ [\mathrm{K} \cdot \mathrm{Km/s}]$$

$$(2.2)$$

 $X_{\rm CO}$ は CO の輝線強度を水素柱密度に変換する係数であり、典型的に $(1 \sim 2) \times 10^{20}$ である。 ここで $N({\rm H}_2)$ は水素分子の柱密度である。この式の係数は式 2.1 のそれと異なり、放射の素過程 で決まる量ではなく、観測によって得られた典型的値である。天の川銀河の銀河面における CO 輝 線の分布は図 2.6 に示され、水素分子およびトレーサーである CO 分子が平たい分布をしている ことや銀河面からやや離れた位置に太陽系近傍の分子雲がいくつかあることがわかる。



図 2.6: 2.6 mm(CO 輝線) でみた銀河面の画像 [1]

2.2.3 ダークガス

ガスは一般的に伝統的な電波輝線 (H_I21cm 線やCO2.6mm 線) で観測されているが、それらでは 観測されないガス (通称ダークガス) が存在することが、Grenier らにより全天のダスト放射とガン マ線の比較に基づき報告された [2]。この論文中では *IRAS* 衛星および *COBE* 衛星の DIRBE 検出 器を用いて得られたダストマップによる赤化マップ (ダスト量の指標) と、*CGRO* 衛星の *EGRET* 検出器によるガスからのガンマ線放射、及び 21 cm と 2.6 mm 線を比較している。

図 2.7 はダストによる赤化から見積もったダークガスの分布である。図 2.7 の青色で記される色の部分は図 2.6 での CO 輝線の強度が強い部分であり、CO 輝線の強度が強い部分の周りにダークガスが存在していることがわかる。一方、図 2.8 はガンマ線で見積もったダークガスの存在量であり、図 2.7 と同様の分布をしている。つまり、2 つの独立な手法でダークガスの存在が確認されている。その後、最新のガンマ線衛星の Fermi衛星でも確認され、個々の分子雲での詳細な解析がなされ [10][11][12]、同様にダークガスの存在を示す結果が出ている [13]。その量は、CO 分子からの 2.6 mm 輝線でトレースできる分子ガスと同じ程度あると見積もられ、これらを無視することは出来ない。このように現在はダスト放射とガンマ線を用いてダークガスの存在量が推定されているが、ダストの性質に依存しており [13] 確立された推定方法は存在していない。





図 2.7: ダストによる赤化から見積もったダーク ガスの分布 [7]

青枠は CO の輝線の強い部分

図 2.8: ガンマ線で見積もったダークガス分布 [8]

2.2.4 高銀緯雲·高速度雲

基本的に星間ガスは図 2.3 や 2.6 に見られる通り天の川銀河の円盤上 (銀河面) に分布し銀河面 に沿って回転ており、円盤の垂直方向へのガス雲の速度は小さい。一方で、高い銀緯に存在し、円 盤垂直方向へ大きな速度を持つものが存在し、それらは高銀緯雲 (High-Latitude Clouds) や高速 度雲 (High Velocity-Clouds) と呼ばれる。一般的に 50 km/s 以上の速度を持つガス雲を高速度雲 といい、銀河面上のガスとは違った起源や分布、性質を持つ [14]。主に 21 cm の中性水素輝線で 観測が行われ全天でサーベイされている。その分布を図 2.9 に示す。



図 2.9: 21 cm で観測された HVC の全天画像 [14]

HVCの速度と柱密度データは(http://www.atnf.csiro.au/people/Tobias.Westmeier/research_hvcsky.php) からダウンロードすることが出来る。

2.3 星間ダスト

星間ダストは星間ガスとともに混在している直径 10^{-3} mm 程度の大きさの微粒子のことを指 す。典型的な温度は 15~20 K であり、主成分は存在比が多い順に酸素、炭素、マグネシウム、珪 素、鉄である。星間ダストは可視光 ~ 紫外線の領域にかけて星の光を吸収し暖められ、赤外線と して再放出することで、星間ガスを暖める他、ダストの表面での触媒反応で星間分子の生成を促進 するなど星間物質の構成に様々な過程で関わっており銀河の物質進化において大きな役割を担う。 ダストによる可視光の吸収 (減光) の度合いは波長依存性があり、短波長ほど減光が大きいため 星の光が本来より赤くなる (赤化)。これがダストによる色超過であり、ダストの存在量の指標と なる。また、赤外線におけるダスト放射は周波数を ν 、温度を T として、黒体放射 (プランク関数 ($B_{\nu}(T)$)に $\nu^{\beta}(\beta$ は 1.5~2程度)をかけた modified blackbody で表される。ダストの存在量は 特定の周波数での光学的厚みや、周波数で積分した放射強度で推測される。またこうして見積ら れたダスト量と水素原子・水素分子の存在量は良い相関があり、星間ダストは星間ガスとよく混在

していることがわかる。図 2.10 は *Planck* 衛星により得られたダストの放射による 353 GHz(0.85 mm) の光学的厚みの全天画像である。



図 2.10: プランク衛星で観測したダストによる 353 GHz の光学的厚みの全天画像 [15]

図 2.3、図 2.6、図 2.10 を見比べると、確かに同様の位置から放射がなされており、ガスとダストがよく混在していることがわかる。

2.4 X線の星間吸収

X線領域の星間吸収は主にガス・ダスト中の光電効果(光子によって原子まわりの電子がエネル ギーを受け取り電離され、光子は吸収される現象)によって起こる。水素原子を例にとると、水素 原子の電子が光子のエネルギーを吸収することによって、基底準位から自由電子になることが出 来る。原子中の最内核(K殻)の電子を自由電子にするために、必要なエネルギーを K-edge エネ ルギーといい、水素原子のこれは13.6 eV である。原子番号が増えると K-edge エネルギー(*E*_k) は大きくなり、また高いエネルギーになればなるほど反応断面積は小さくなる。光電効果は電子 のエネルギー準位で決まる現象であり、物質の状態(分子・原子・化合物など)にあまり依存しな いことが特徴である。星間ガスによる吸収の場合は各元素の存在比と各々の反応断面積で決まる。 典型的な元素存在比を仮定し、反応断面積を計算した結果が図2.11 である。図の元素記号は散乱 断面積の変化がどの元素による影響なのかを表す。



図 2.11: 元素ごとの散乱断面積 [16]

図を見ると、高いエネルギーになればなるほど原子番号の大きい元素の寄与が大きくなること がわかる。図はエネルギーの3乗を掛けて表示しており、実際には低エネルギー側の方が反応断 面積が大きい。X線の星間吸収が大きいのは1keV程度以下が主であり、水素、ヘリウム、炭素、 窒素、酸素の元素が星間吸収に効いてくる。光電効果の反応断面積はK-edge付近で急激に増加す るため、図2.11のグラフの跳ね上がりと、*E*Kが対応している。

また各元素ごとの存在比を仮定すると全物質の存在量は水素を代表とした存在量で表すことが 出来るため、水素柱密度で表現するのが一般的である。表 2.2 はそれぞれの原子の存在量(水素の 存在量を対数でとった時に 12 となるように規格化)と、その時の各元素毎に水素に対する割合が どの程度であるかを示している。

具体的には β_Z が元素がどの程度ダストになっているかを示す指標であり、1 – β_Z が元素がどの 程度ガスとして存在しているかを示している。この表を見ると水素、ヘリウムは全てガスとして 存在しているが、星間吸収に効いてくる炭素、酸素はガス、ダストどちらの状態でも存在してお り、星間ガス、ダストがどちらも吸収に効くことが分かる。既に述べたようにガスとダストはよ く混在しており、ガスとダストの質量比はほぼ一定と考えられる。従って吸収量から星間ガスの 量を求めることが出来る。

今回の解析では、この論文[16]の元素存在比、及び散乱断面積を使用し水素柱密度を求めている。

2.5 星間物質を測定する手段

星間物質は先に述べたようにその形態に応じて様々な波長で吸収・放射を行なっている。その 為、調べたい星間物質の種類に適した観測装置(望遠鏡・衛星)を選んで観測する必要がある。今 回は 21 cm の輝線強度を知るために LAB HI Survey のデータを、CO 2.6 mm の輝線強度を知る ために、Harvad-Smithsonian Center for Astrophysics(通称:CfA)の CO Survey のデータを、ダ ストによる放射強度を知るために *Planck* 衛星によるダストモデルマップを使用した。以下でそれ ぞれのデータの用いた研究・衛星について述べる。

			$12 + \log A_z$		$1 - \beta_{\rm Z}^{\rm e}$
Element	Amu	$E_{\rm K}({\rm KeV})$	Solar	ISM	This Paper
1 H	1		12.00	12.00	1.0
$2 { m He}$	4		10.99	10.99	1.0
6 C	12	0.29	8.60	8.38	0.5
7 N	14	0.41	7.97	7.88	1.0
8 O	16	0.54	8.93	8.69	0.6
$10 {\rm Ne}$	20	0.87	8.09	7.94	1.0
11 Na	23	1.08	6.31	6.16	0.25
$12 { m Mg}$	24	1.31	7.59	7.40	0.2
13 Al	27	1.57	6.48	6.33	0.02
$14 \mathrm{Si}$	28	1.85	7.55	7.27	0.1
15 P	31	2.15	5.57	5.42	0.6
$16 \mathrm{S}$	32	2.48	7.27	7.09	0.6
$17 \mathrm{Cl}$	35	2.83	5.27	5.12	0.5
$18 \mathrm{Ar}$	40	3.20	6.56	6.41	1.0
$20 \mathrm{Ca}$	40	4.04	6.34	6.20	0.003
$22 \mathrm{Ti}$	48	4.97	4.93	4.81	0.002
$24 \mathrm{Cr}$	52	5.97	5.68	5.51	0.03
$25 { m Mn}$	55	6.55	5.53	5.34	0.07
$26 { m Fe}$	56	7.12	7.50	7.43	0.3
27 Co	59	7.73	4.92	4.92	0.05
28 Ni	59	8.35	6.25	6.05	0.04

表 2.2: 宇宙組成比と元素に対するダストの割合 [16]

2.5.1 電波輝線観測

星間ガスの主成分である水素の輝線や、水素分子とよく混在している CO 分子の輝線を観測することで直接的に存在量を計測することができる。

LAB HI Survey

Leiden/Argenitne/Bonn HI Survey(通称:LAB サーベイ)とは Leiden/Dwingeloo Survey と Instituto Argentino de Radiostronomia Survey を統合した全天の 21 cm 線 (HI 輝線)の観測データ である [17]。このデータから式 2.1 を用いて任意の方向における水素ガスの柱密度を算出すること ができる。すでに述べた図 2.3 は LAB HI Survey で観測された水素 21 cm の強度マップである。

ミリ波望遠鏡 (CO 輝線観測)

CO の輝線 (2.6 mm:115 GHz) の観測は地上のミリ波望遠鏡で行われる。ミリ波望遠鏡による CO 輝線の観測は過去に複数行われており、代表的なものには、CfA が行った CO サーベイと日本 の名古屋大学が行った NANTEN Galactic Plane Survey(通称:NGPS) がある。CfA の CO サーベ イは CfA 望遠鏡 (1.2m 電波望遠鏡) を用いて行われ、観測領域は銀経 0~360 度、角度分解能は (7.5 arcmin) でありこれまでで最も大規模な (観測領域の広い)CO サーベイである。図 2.6 はその観測 結果 [1] である。NGPS ではチリのラスカンパナス天文台にある「なんてん (4 m 電波望遠鏡)」を 用いて観測が行われ、比較的広い観測領域 (銀経 60~200 度) を高い空間分解能 (4 arcmin) でサー ベイを行った。現在は NANTEN2 と名称を改めチリ北部のアタカマ高地で観測している。本研究 ではカバーする領域の広さに重点を置き CfA の CO Survey のデータを用いた (正確には公開デー タよりさらに領域の広い Fermi-LAT チーム内データ)。

2.5.2 ダスト放射観測

星間ダストは主に可視・紫外線を吸収し赤外線として再放射する。したがって、赤外線観測で ダストの放射を観測し、その存在量を推測することが可能である。また背景に可視天体(星)があ ると星間ダストにより波長が短いほど吸収されやすく、ダストの量が多ければ多いほど吸収され て赤化するため E(B-V)(V バンドの強度から B バンドの強度を引いたもの)を指標にダスト量を 見積もることが出来る。

Planck 衛星

Planck 衛星は欧州宇宙機関 (ESA) が 2009 年 5 月に宇宙背景マイクロ波放射 (CMB) を観測す るために打ち上げた衛星である (図 2.12)。CMB の放射領域と星間ダストの放射領域では CMB の ほうが波長が長いが、CMB の短波長側でかぶっており、CMB に対するノイズとなりうる。そこ で Planck 衛星には CMB をより正確に測るためにダストの放射に感度のある検出器を共に積んで、 星間ダストの観測も行なった。この観測によって作られたダストモデルマップが公開されており、 本研究で星間ダストの存在量を求めることに使用する。なお、先行研究ではプランク衛星以前の、 1990 年代初頭の CMB 観測衛星である COBE 衛星のデータおよび IRAS 赤外線衛星のデータが使 われている。



図 2.12: *Planck* 衛星 [18]

2.5.3 星間ガスによる X 線吸収

原子が存在するとX線を吸収するため、背景にX線源があると、観測する際に星間ガス(及び ダスト)を通過することでX線吸収が起こる。そのため吸収量をみることでも星間ガス量を推定す ることができる。この方法は星間ガス量を原子の温度などの状態に依存することなく計測できる という利点がある。ただし、観測するためには背景に強いX線放射源が存在し、その放射源のス ペクトルがわかる必要があり、また放射が到来した方向の情報しかわからないことが欠点となる。

第3章 ガンマ線バースト

3.1 ガンマ線バーストとは

GRB とは数秒から数百秒に渡って膨大なエネルギーを、ガンマ線領域を中心として電磁波を放射する現象である。1日に1イベントほど起き、全天から偏りなく飛来している。また、放射エネルギーは $10^{52\sim54}$ erg に及び、全天で最も明るい天体現象である。GRB によって明るさの時間変化の仕方が異なるため継続時間を定量的に評価するために T_{90} という指標を用いる。これは、GRBから観測された全光子数のうち、最初と最後の5%を除いた90%の光子が放射される時間を指す。 T_{90} で GRB の分布をとった時に2 秒を境に2 つのピークが見られるため、2 秒よりも長いものは long-GRB、2 秒よりも短いものは short-GRB と呼ばれている。long-GRB の起源とされているのが Type-Ibc 型の超新星爆発であり、質量が $10M_{\odot}$ 程度のものが爆発したときに付随して発生すると考えられる。short-GRB の起源とされているのがコンパクト星 (中性子星やブラックホールなどの天体)の合体である。

3.2 GRBの放射機構

GRB の放射機構のモデルはすべて GRB やその残光が相対論的な運動をする物体から放出され るとされている。その中で有力なモデルの一つが火の玉モデル [19] である。モデルの概念図を図 3.1 に示す。火の玉モデルではまず GRB 源の天体の重力崩壊に伴ってローレンツ因子 $\Gamma > 100$ の 相対論的速度を持ったジェットが放出される。このジェットの速度が局所的に異なるため、密度に 濃淡が生まれ、この高密度部分をシェルという。シェル同士が衝突することで衝撃波(内部衝撃波) が発生し、この衝撃波内で電子・陽子のプラズマが磁場に反射され続けることで衝撃波加速を受 け、その磁場中でシンクロトロン放射を行う。この放射は放出されるシェルが相対論的速度のた め、シェルの進行方向に指向性を持ち、かつ青方偏移を受け、ガンマ線として放射される。これが GRB として観測され初期放射 (プロンプト放射) と呼ばれるものである。またこのシェルが膨張し 周りの星間物質と衝突することで相互作用を起こし、GRB 残光として輝く。これにより GRB 残 光はシンクロトロン放射で X 線 ~ 電波で輝いており、徐々にシェルが減速するため、GRB 残光 は減光する。そのため GRB からの放射はプロンプト・残光ともシンクロトロン放射が卓越する。 図 3.2 は本研究で解析した GRB 残光エネルギースペクトルの一例である。



図 3.1: 火の玉モデル [19] による放射機構



図 3.2: GRB160912A のエネルギースペクトル

3.3 GRBの観測手段

GRBのX線残光は地表まで届かないため 観測するためには衛星が必要である。GRBは様々な衛星で観測されているが、以下では本研究ではX線残光のデータを使用したSwift衛星について述べる。

Swift 衛星

Swift 衛星は NASA が 2004 年 11 月に打ち上げたガンマ線バースト (GRB)の観測衛星で、検出 器は Burst Alert Telescope(BAT)・X 線望遠鏡 (XRT)・紫外/可視望遠鏡 (UVOT) の 3 つの検出 器を搭載している。この衛星の特徴はコーデットマスクを用いた BAT 検出器により GRB を監視 し、自動で GRB の到来方向に観測器を向けることが出来ることが特徴である。本研究に関わる、 BAT と XRT の性能を表 3.1 と表 3.2 に特徴と一緒に述べる。

エネルギー分解能	5 keV @1.5 keV
検出面積	5200 cm^2
検出素子	CdZnTe
検出器サイズ	$4 \text{ mm} \times 4 \text{ mm} \times 2 \text{ mm}$
検出方法	Photon-counting
視野	1.4 sr(partially-coded)
検出器素子	256 modules of 128 elements
解像度 (PSF)	17 arcmin
エネルギー領域	$15 \sim 150 \text{ keV}$

表 3.1: Swift 衛星 BAT の性能 [20]

BAT 検出器は GRB 検出後 10 秒以内にその GRB の飛来方向を 1~4 分角で決定する広い視野 の持った検出器である。この情報を元に約 20~70 秒かけて衛星をその GRB 到来方向に向け他 2 つの検出器で詳しい観測を行う。BAT 検出器面には CdZnTe の半導体素子が敷き詰めてあり、各 素子が 1 つのピクセルとして働く。

エネルギー分解能	190 eV @10 keV
検出面積	110 cm^2 @1.5 keV
検出器	EEV CCD-22, 600 \times 600 pixels
検出方法	Imaging, Timing, and Photon-counting
検出素子	$40 \times 40 \ \mu$ pixels
1ピクセルあたりの視野	2.36 arcsec/pixels
解像度 (PSF)	18 arcsec HPD @1.5 keV
エネルギー領域	$0.2{\sim}10~{\rm keV}$
感度	2×10^{14} in 10^4 seconds

表 3.2: Swift 衛星 XRT の性能 [21]

XRT 検出器は BAT 検出器により衛星が GRB の方向に向くことで GRB を観測する。GRB は 明るさが幅広く急激に変動しその変化に対応するため XRT 検出器には 3 つのモードが存在する。 点源の位置を決めるために Imaging-mode で GRB の位置を特定する。ただし、この時にはエネル ギーの情報はない。位置を決定すると到来する光子数が多い時には時間分解能がよい Windowed Timing(WT) mode で撮像し、光子数が減ってくると Photon Counting(PC) mode で撮像する。 WTmode は 1 次元に情報を落とすことで時間分解能を上げているため、2 次元の位置は特定でき ない。通常 GRB は最初非常に明るく 2 次元で情報を読み取る (PCmode) と光子数が多すぎる ため 2 つ以上の光子を1 つの光子と間違って検出してしまう pile-up 現象が起きてしまう。そのた め、情報を 1 次元だけに絞って読み出す (WTmode) ことで読み出し速度を上昇させ時間分解能を あげることで pile-up の影響を防ぐことが出来る。図 3.3、3.4 はそれぞれ GRB160912A における WTmode と PCmode でみた時のイメージの拡大図である。





図 3.3: GRB16912A の WTmode のイメージ

図 3.4: GRB160912AのPCmodeのイメージ

本研究では、GRB 残光を解析する際、先行研究 [3] と同様にスペクトルの時間変動の大きい GRB の初期放射が混ざらないように、PCmode での観測結果を用いた。図 3.5 は *Swift* 衛星の各 検出器と全体像の図である。

Instruments on-board Swift

There are three scientific instruments on-board Swift, covering an energy range of \sim 0.002-150 keV, which will provide measurements of the position of the GRB.



BAT - Burst Alert Telescope (15-150 keV)



XRT - X-ray Telescope (0.2-10 keV)



図 3.5: Swift 衛星と BAT・XRT 検出器 [22]

3.4 GRB 残光を用いる意義

星間ガスの評価に GRB 残光を用いるメリットは (i)GRB 残光は非熱的な放射であり、冪型のスペクトルとなっているため単純な関数でフィッティングしやすく、星間ガスによる吸収が推定しやすいこと (ii) 輝線ではなく吸収量を使うので 2 章 4 節で述べた通り星間ガスの状態 (温度など) に

あまり依存せず吸収量ひいてはガスの柱密度を観測できることである。しかし、あくまで GRB 到 来方向の星間ガスによる吸収量を求めているため到来方向の吸収量しかわからず、また放射では なく吸収による減光量を見ているので物質ごと(原子ガス・分子ガス)の存在量を観測できないな どの欠点がある。ただし前者については GRB は全天から偏りなく飛来するため、GRB の観測数 が年々増えているおり、吸収量を観測できる方向が増え続けている。このように GRB の X 線残 光を用いる方法は他の手法と相補的である。そこで本研究では他の手段(電波輝線、ダスト放射) で星間ガスの量を推定し、各々の手段(指標)の良し悪しを X 線残光の吸収を用いて評価し、また 必要に応じて指標に補正を掛けることを試みた。

第4章 星間ガスの評価

星間ガスの評価を行うために、実際に*Swift*衛星のGRBのX線残光のデータ解析を行い、様々な星間ガスの指標との比較を行った。本章ではその解析・比較について述べる。

4.1 星間ガスの評価方法

ここでは、具体的にどのようにGRBの解析を行い、天の川の星間ガスを評価したのかを述べる。

4.1.1 GRB データのダウンロード

まず、解析に必要な GRB データのダウンロードを行う。Swift 衛星が観測した GRB のデー タは Swift チームが初期解析を行い、スペクトルファイルやそれに応じた検出機器の応答関数・ バックグラウンドファイルの形で公開をしている [23]。ダウンロード及び解析の手順を、例として GRB160912A について具体的に述べる。

図 4.1 は GRB160912A のデータが公開されているページである。



図 4.1: Swift 衛星のアーカイブファイルダウンロードページ [24]

このページから初期解析が行われたアーカイブデータをダウンロードすることが出来る。ファ イル名は interval0.tar.gz であり、ファイルの中には PCmode のデータと WTmode のデータが 2 種類入っている。今回は PCmode の解析を行いたいため、PCmode のデータを用いる。解析に必 要なデータはスペクトルデータ、バックグラウンドデータ、レスポンスファイルの 3 つである。

まず、展開して出てくるファイルのうち interval0pc.pi(interval0source.pi も同データ) にはスペ クトルデータが入っており、イメージ上で GRB 残光の領域だけを選択したファイルになってい る。スペクトルファイルにはイメージも一緒に付随しており、ds9 などの画像ビュワーで見ること が可能である。図 4.2 は GRB160912A のイメージ画像であり、緑の領域が GRB 残光のデータを 切り取った領域である。



図 4.2: GRB160912A のイメージ

次に、intervalOback.pi にはバックグラウンドデータが入っており、バックグラウンドデータも スペクトルデータ同様すでに切り取り処理がされておりそのまま使用することができる図 (4.3)。 領域の大きさのを比較すると、図 4.3 の緑色の円と図 4.2 の緑色の円は同領域を示しているため バックグラウンドのほうが広い領域をとっていることが分かる。



図 4.3: GRB160912A のバックグラウンドのイメージ

最後に、RMF ファイル (Redistribution Matrix File) と ARF(Ancillary Response File) ファイ ルの 2 つが今回使用するレスポンスファイルである。

RMF ファイルには X 線のエネルギーと CCD から得られる電気信号の波高値を対応させる行 列が書き込まれている。入射 X 線に対して検出器から読み出される信号は、同エネルギーの X 線 に対してもエネルギー分解能の影響で波高分布が広がる。さらに CCD ピクセルの位置依存性があ り、同じエネルギーの X 線が入射しても信号の波高分布が変化する。よって CCD ピクセルの波 高を入射エネルギーに適切に変換する必要があり、それが書き込まれたファイルが RMF ファイル であり interval0.rmf が今回のそれにあたる。

一方 ARF ファイルは各エネルギーごとに検出器の面積が書き込まれたものである。検出器の有 効面積は指定領域の位置や大きさ、量子効率によって変化するため、それらを考慮した実効的な 有効面積が ARF ファイルには書き込まれている。今回このファイルにあたるのは interval0.arf で ありエネルギーと面積の関係を示したのが図 4.4 である。高エネルギーになるほど面積が小さく なっていることが分かる。



図 4.4: GRB160912AのARFファイルに書かれた有効面積

4.1.2 GRBX 線残光スペクトルの解析

GRB 解析の手法を行程ごとに分けてどのような解析を行ったかをここで述べる

ダウンロードしたデータを解析するためには、NASA が公開している HEASARC の HEASoft[25] というソフトウェア、その中の特に FTOOLS を用いる。今回解析のために使用したコマンドは grppha, 及び xspec である。まずスペクトルを bin まとめし、各 bin のイベント数分布がガウシア ンで近似出来るようにするため grppha コマンドを用いた。今回の解析では 1bin あたり最低 10 カ ウントとなるように bin まとめを行った。

次に xspec をつかってスペクトルのフィッティングを行う。フィッティングに必要なファイルは 4.1.1 節で述べた。それらを xspec に読み込ませ、モデル関数を決めてフィッティングを行う。今 回使用する関数は GRB の X 線残光に典型的な「吸収を受けたべき関数」であり、具体的なモデ ルは先行研究に揃え TBabs×powerlaw とした。式 4.1、式 4.2 がそれぞれのフィッティング関数で ある。

TBabs:
$$M(E) = e^{-n_{\rm H}\sigma(E)}$$
 (4.1)

powerlaw :
$$A(E) = KE^{-\alpha}$$
 (4.2)

ここで $n_{\rm H}$ は水素柱密度、 σ は光子の散乱断面積、 α は Photon Index (冪指数) K は規格化の定数である。また元素の光子に対する散乱断面積と存在比によって吸収の確率が変わるため TBabs ではそれらを指定することが出来る。本研究では先行研究 [3] に合わせたアバンダンス [16] と元素の光子に対する散乱断面積 [26] を使用することとした。得られたスペクトルの例を図 4.5 に示す。



図 4.5: Swift XRT の PCmode による GRB160912A のエネルギースペクトル

この解析でベストフィットパラメーターとして $n_{\rm H} = 2.9 \pm 0.3 \ [10^{21} \ {\rm cm}^{-2}]$ 及び、 $\alpha = 1.75 \pm 0.06$ が得られた。 $n_{\rm H}$ は、2章4節で述べた通り、元素組成比を仮定しガスの柱密度の内代表として水 素の柱密度を抜き出したものである。この柱密度は天の川銀河内の星間ガス (galactic な水素柱密 度; $n_{\rm H,g}$)と GRB 本体及び GRB 母銀河の星間ガス (intrinsic な水素柱密度; $n_{\rm H,i}$)に分けることが出 来る。つまりいま求めた $n_{\rm H}$ は両者が足し算された値となっている。 $n_{\rm H,g}$ を多波長のデータから推 測し、 $n_{\rm H}$ と相関を見ることでその良し悪しを判断できる。 $n_{\rm H,g}$ の求め方の具体的な方法は 4.1.3 節で述べる。これを現在公開されている全 GRB に対して行った。ただし到来方向が不明なものは 本研究にそぐわないため解析対象から除外している。また PCmode での観測がない GRB もあり、 こちらも解析対象から除外している。

Pileupの影響

PCmode・WTmode どちらにも言えることだが GRB の強度が強く CCD の読み出し時間の間に、 複数の光子が入った場合、よりエネルギーの高い1つの光子が入ったとして認識される問題があ る。このことを Pileup といい GRB(プロンプトまたは X 線残光) のカウントレートが 0.5 count/s よりも強い場合、Pileup の影響でスペクトルのパラメーターが正しく求まらないことがわかって いる。そこでまず、観測した中で最もフラックスの大きい GRB130427A について確認をした。図 4.6 は GRB のスペクトルファイルの中に含まれるイメージである。



図 4.6: XRT の PCmode による GRB130427A のイメージ

スペクトルデータのイメージを確認すると、観測部の中心が大きくかけていることがわかる。 これは GRB が強すぎ Pileup 現象を起こした為 *Swift* チームが初期解析で中心部分を切り取った からである。Pileup が起きうる強度の GRB は全てこのように中心部分が切り取られていたため、 Pileup はすでに補正済みであることが確認できた。

4.1.3 W_{HI} – D_{em} プロットによる変換係数の導出

天の川銀河の星間ガスや、ガスと混在するダストの量は2章で述べたように、様々な波長で観測 することにより推定することができる。波長によって実際に観測できる対象(原子水素ガス、CO 分子、ダストなど)が異なるため、GRBのX線残光で得られた吸収量(天の川銀河及びGRB母銀 河の星間ガス柱密度)との相関を見ることで、どの波長のデータが天の川銀河のガスの指標として 優れているのか調べることが出来る。その準備として様々な波長のデータを天の川銀河の水素柱 密度に換算することをこのセクションで行う。

まず、 $W_{\rm HI}$ の強度を用いて式 (2.1)を用いて水素柱原子密度 $N({\rm H_I})$ を求めた。この求め方では、 原子ガスのみが考慮されており、星間ガスが 21 cm 線に対し光学的に薄いという仮定が入ってい る。その次に $W_{\rm CO}$ の強度を用いて式 (2.2)より水素分子の柱密度 $N({\rm H_2})$ を算出し、水素柱密度を $N({\rm H_I}) + 2 \times N({\rm H_2})$ として求めた。この求め方では原子ガスと CO の輝線でトレースできる分子ガ スが考慮されている。またダストを用いた指標では、ガスとダストがよく混在していること (つま り全ガス柱密度がダスト放射に比例する)、ガスの薄い部分 (一般に分子ガスの寄与が小さく、ま た 21 cm 線に対し光学的に薄い)では式 (2.1)で全ガス密度が求められると期待されることから、 $W_{\rm HI}$ とダスト放射 $D_{\rm em}$ の比を算出し、これに式 (2.1)にある 1.82×10^{18} を掛けることでダスト放 射を水素柱密度に変換する係数が得られる。これをガスの濃い (ダスト放射の強い)所にも適応す れば、水素柱密度を求めることができる。この求め方は前の 2 つとは違い実際にガスを見ている わけではないが実効的に全ガスをトレースしている。以下ではダストと星間ガスの間にある比例 係数を求めていく。





図 4.7: 21 cm 線の強度対全波長域でのダスト放 図 4.8: radiance の場合の W_{HI}/D_{em} のヒストグ 射強度 ラム

図 4.7 は横軸に $W_{\rm HI}$ の強度を、縦軸に radiance(*Planck* 衛星で観測された全周波数で積分した ダストの放射強度)をプロットしたものである。 $W_{\rm HI}$ が低いところ (ガスの薄いところ) で両者が よく比例していることが分かる。ただし、データを詳細に見ると $W_{\rm HI}$ と radiance の比にダスト温 度依存性があったため、よりガス密度の低い領域 ($W_{\rm HI}$ の値が小さく、ダスト温度の高い領域) に 限定してフィットを行った。ガスの温度が 20.5[K] を境としてそれよりも高いダスト温度の点 (赤 色のデータ点) かつ $W_{\rm HI}$ < 200 [K・km/s] だけで最小二乗法を用い一次式でフィットしたものが 青の線である。フィットされた関数の傾きより、観測された radiance を 21cm 線の水素の放射強 度に変換する式として次の式 (4.3) が得られた。誤差については、ダストマップを作る際にデータ 点の独立性が失われているため、通常の最小二乗法の誤差では過小評価の可能性がある。そこで データ各点に対し傾きを求めヒストグラムを作り、その標準偏差を誤差の目安として使用するこ ととした (図 4.8)。

$$\frac{W_{\rm HI}}{radiance} = (20 \pm 5) \times 10^8 \; [({\rm K \cdot km/s})({\rm W/m^2/sr})^{-1}]$$
(4.3)

この係数は、MBM53,54,55分子雲領域に対し先行研究[2]でも求められており、そこでは $(19.8 \pm 1.5) \times 10^8$ [(K・kr が得られている。(4.3) はこの先行研究の値に近い。





図 4.9: 21 cm 線の強度対 353 GHz での星間ダス トの光学的厚み

図 4.10: tau₃₅₃ の場合の W_{HI}/D_{em} のヒストグ ラム

同様に、図 4.7 は横軸に $W_{\rm HI}$ の強度を、縦軸に τ_{353} (*Planck* 衛星で観測された 353 GHz での星間ダストの光学的厚み)をプロットしたものである。 $W_{\rm HI}$ が低いところ (ガスの薄いところ)で両者がよく比例していることが分かる。radiance と同様に 20.5[K] をスレッショルド (赤色のデータ点)として、最小二乗法を用い $W_{\rm HI} < 200$ [K・km/s] の範囲を一次式でフィットしたものが青の線である。フィットされた関数の傾きより、観測された τ_{353} を 21cm 線の水素の放射強度に変換する式として次の式 (4.4) が得られた。誤差も同様にヒストグラムを作り求めた図 (4.10)。

$$\frac{W_{\rm HI}}{\tau_{353}} = (90 \pm 40) \times 10^6 \,\,[{\rm K \cdot km/s}] \tag{4.4}$$

この係数は、他の研究 [13] でも求められており、そこでは $(102 \pm 13) \times 10^6$ [K・km/s] が得られて いる。こちらも先行研究と近い値が得られている。

4.1.4 データの選別

全 GRB データを扱えば統計的には一番有利である。しかし銀河面近くでは近傍と遠方の領域 が視線方向に重なっており、また GRB の種類により母銀河の系統的な違いも考えられる。そのた めデータを選別して評価することが必要となる。

まず、今回は GRB の到来方向が不明なものは評価に使用することが出来ないため除いた。その上でデータ選別に特に重要と思われるものを挙げる。

short-GRB と long-GRB

3章1節で述べたとおり、GRB は放射時間により大きく short-GRB と long-GRB に大別することができる。前者は中性子星やブラックホールの合体を起源 (年老いた銀河に多いと期待される) とし、後者は超新星爆発などが起源 (若い銀河に多いと期待される) とされている。よって short-GRB と long-GRB は起源が違うため $n_{\rm H,i}$ に系統的な差が出る可能性があるため分けて考えることとした。short-GRB と long-GRB は T₉₀ が放射時間が 2 秒を境に分けることができるため、2 秒を基準として分類を行った。short-GRB と long-GRB の総数は表 4.1 に記す。

short-GRB	65
long-GRB	816
評価に使えない GRB	146

表 4.1: GRB の数の内訳

今回は数が多い long-GRB を用いて解析を行う。

W_{CO} による分類

2章2節で述べたとおり、 W_{CO} は水素分子の指標であり、輝線強度が強いとガスが多く存在することになる。特に W_{CO} が大きい領域では分子ガスの密度が大きくダスト-ガス比が異なる可能性があるため除外を行う。今回は暫定的に $W_{CO} = 0.2$ [K・Km/s] をスレッショルドとした。

銀緯による分類

天の川銀河は円盤状のため、銀河面近くでは近傍と遠方の領域を合わせて見てしまう可能性が あり、ダスト-ガス比が異なったり、様々なガスの温度やダストが重なる可能性がある。すると本 研究には適さないため除くこととした。そのためスレッショルドの条件として銀緯を含めた。後に 示す図 4.12・4.13 から分かるように、銀緯で分類を行うことで性質の違いをはっきりと見ることが できる。本研究では暫定的に 15 度をスレッショルドとし、15 度以上と未満で分けて解析を行う。

高速度雲 (HVC) による分類

HVC は 2 章 2 節で述べたように銀河面上のガスとは違う起源や分布、性質を持ち、太陽近傍の星間ガスを見積もる際には区別が必要である。実際に GRB が飛んできている方向の HVC の存 在量を図 4.11 に示す。横軸に文献 [14] を参照して得られた HVC 中の水素原子柱密度の存在量を とった。



図 4.11: GRB 到来方向の HVC 存中の水素原子柱密度のヒストグラム

今回は GRB 母銀河の平均的な水素柱密度 $(n_{\rm H,i})$ が 10^{21} cm⁻²(表 4.2 参照) であるため、推定に 影響が出ないよう HVC の水素柱密度が 10^{20} cm⁻² より少ない領域で解析を行うこととする。こ のスレッショルドではおよそ 10 個程度の GRB を評価対象からはずした。

4.1.5 ガスモデルの評価方法

以上より、ダスト放射の指標 (τ_{353} 、*radiance*) を $W_{\rm HI}$ に変換する係数が得られた。さらに式 (2.1) を用いることで、水素原子の柱密度が得られる。21 cm 線、2.6 mm 線の強度からも (4.1.3) で述べたように天の川銀河の全水素柱密度が推定できる。こうして得られた、天の川銀河の星間 ガスの推定値 ($n_{\rm H,g}$) を GRB の解析で得られたガス密度の測定値 ($n_{\rm H}$) から差し引くことで、母銀 河または GRB 本体のガス密度の推定値 ($n_{\rm H,i}$) が得られる。図 4.12 は横軸 21 cm の強度 ($W_{\rm HI}$) で 求めた天の川銀河の水素柱密度 ($n_{\rm H,g}$)、縦軸は GRB で求めた全水素柱密度 ($n_{\rm H}$) から $n_{\rm H,g}$ を引い たもの ($n_{\rm H,i}$) である。但し GRB の統計が悪く。 $n_{\rm H}$ の上限しか決まらないものは除いてある。



図 4.12: $W_{\rm HI}$ により求めた $n_{\rm H,g}$ と $n_{\rm H,i}$ の相関図

図 4.13: 左図より銀緯の絶対値が 15 度を超えた 部分を赤で示した図

 $n_{\rm H,g}$ と $n_{\rm H,i}$ は物理的には無関係なので $n_{\rm H,i}$ が $n_{\rm H,g}$ の相関が見られると $n_{\rm H,g}$ の推定は間違って いると言える。もし真の $n_{\rm H,g}$ が大きくなるにつれ系統的に過小評価した場合は、 $n_{\rm H}$ が GRB 残光 の吸収で求まっているので $n_{\rm H,i}$ を大きく見積もることになり、本来のプロット点よりも上にプロッ トされることになる。よって相関図として見た時に右肩上がりの相関が現れる。逆に $n_{\rm H,g}$ を過大 評価した場合、本来のプロット点よりも下にプロットされることになり、相関図としては右肩下 がりの相関が現れる。図 4.12を見ると右肩上がりの相関が見えてしまっている。ただし、 $n_{\rm H,g}$ が 濃い部分では n_{H,i} が薄い部分の点は統計が足りず除いてあるためその影響もある。図 4.13 は銀緯 の絶対値が 15 度以上と未満で分けたものであり、15 度以上部分で右肩上がり相関が強く見えてい ることがわかり、ガスを過小評価していることがわかる。

4.1.6 X 線残光スペクトルの Group 化

前章で述べたように $n_{\rm H,g}$ と $n_{\rm H,i}$ の相関を見るにあたり、 $n_{\rm H}$ の上限しか決まらないデータが混 ざっていると、指標間の比較が難しい。そこで、似た $n_{\rm H,g}$ を持つ GRB のスペクトルを足しあわ せ、統計を良くすることで $n_{\rm H}$ の上限しか決まらないデータを取り込む。その足しあわせ方だが、 解析を行った全 1027 の GRB を推定した $n_{\rm H,g}$ の吸収が強い順に 20 のグループに分け、そのグルー プ内でスペクトルを mathpha を用いて足し合わせた。GRBX 線残光自体のスペクトルはカウント 数、EXPOSURE(露光時間) についてはそのまま足し合わせを行った。バックグラウンドの差し引 きは、スペクトル抽出領域の大きさ (BACKSCALE) の比をかけて行う。そこでバックグラウンド スペクトルを足す際はこの比を考慮して足し合わせを行うこととした。まず EXPOSURE は GRB 本体と同様にそのまま足し合わせた。その上で、エラーも mathpha に正しく計算させるためにテ クニカルな対処として、カウントでなくレートを足し合わせを行った。例として Background-A(カ ウント数 n_{bgA} 、EXPOSURE 比で重み付けを行い足しあわせを行った。例として Background-A(カ ウント数 n_{bgA} 、EXPOSURE $T_{\rm A}$)、Background-B(カウント数 n_{bgB} 、EXPOSURE $T_{\rm B}$) があり、 Background-A の Backscale を S_A 、Background-B の Backscale を S_B とすると足し合わせたバッ クグラウンド (Background-A + Background-B) は

$$\frac{1}{S_{\rm A}} \times \frac{T_{\rm A}}{T_{\rm A} + T_{\rm B}} \times \frac{n_{\rm bgA}}{T_{\rm A}} + \frac{1}{S_{\rm B}} \times \frac{T_{\rm B}}{T_{\rm A} + n_{\rm B}} \times \frac{n_{\rm bgB}}{T_{\rm B}}$$
(4.5)

と計算できる。なお、足し合わせるときに係数倍する操作で、小数点以下が四捨五入され正しく 足し合わされないことがあるため、スペクトルとバックグラウンドの領域の大きさを示す値であ る BACKSCALE の値を実際は共に 1000 に設定しバックグラウンドのカウント数を 1000 倍して 足し合わせることで、xspec で正しくバックグラウンドが引かれるようにした。レスポンスファイ ルは、RMF ファイルと ARF ファイルを掛けあわせ、それぞれのスペクトル (バックグラウンド 差し引き前)のカウント数で重み付けを行い足しあわせた。これは概ね、各々の GRB のカウント 数の比で重みをつけていることに対応する。

4.2 電波輝線を用いて求めた星間ガスの評価

4.1章で述べた方法を用いて解析を行っていく。まずは伝統的な電波輝線で天の川銀河の星間ガス $(n_{\rm H,g})$ を求める手法を用いる。以下では Long-GRB だけを使って見積もる。

4.2.1 HI-21cm

2.2.1 節で述べたように H_I-21 cm は中性水素原子から直接放射される輝線であり、その強度 ($W_{\rm HI}$) は式 (2.1) を用いることで水素柱密度に換算することができる。図 4.14 は横軸に 21 cm で 見積もった天の川の水素柱密度 $n_{\rm H,g}$ 、縦軸に GRB 母銀河の水素柱密度 $n_{\rm H,i}$ を示したものである。 それぞれのプロット点の $n_{\rm H,g}$ の値は、それぞれの GRB 方向の $W_{\rm HI}$ から見積もった $n_{\rm H,g}$ を GRB のスペクトルの光子数で重み付けして平均したものである。表 (4.2) は 21 cm によって求めた際の GRB のグループ分けと求めた相手の母銀河の平均の水素柱密度である。



データの選別Long-GRB のみ用いた GRB 数816Group 分け40GRB×4Group+41GRB×16Group平均 n_{H,i}0.121×10²²

図 4.14: $W_{\rm HI}$ により求めた $n_{\rm H,g}$ と $n_{\rm H,i}$ の相関図

表 4.2: W_{HI} を用いて n_{H,g} を求めた際のパラ メータ

図 4.14 を見ると $n_{\rm H,g} \ge 10^{21} [cm^{-2}]$ ではっきりと右肩上がりの傾向が見られ、これはガスの濃いところで真の $n_{\rm H,g}$ を見逃している (過小評価している) ことを示している。これは主に分子ガスの影響と考えられる。

4.2.2 HI-21cm & CO-2.6mm

HI-21cm だけでは分子ガスをトレース出来ず過小評価をしているため、2.2.2 節で述べたよう に、水素分子のトレーサーである CO を用いて 4.2.1 節と同様の手法で $n_{H,g} \ge n_{H,i}$ の相関を見る ことにした。式 (2.2) を用いて $W_{CO} \ge N(H_2)$ に変換し、それに水素輝線 (21 cm 線) の強度から見 積もった水素原子の柱密度 $N(H_I)$ を合わせて $n_{H,g} = N(H_I) + N(H_2) \ge$ して、 $n_{H,g} \ge$ 推定した。 X_{CO} の値は 1.5×10^{20} を採用した。

図 4.15 は横軸に HI-21 cm と CO-2.6 mm で見積もった天の川の水素柱密度 $n_{\rm H,g}$ 、縦軸に GRB 母銀河の水素柱密度 $n_{\rm H,i}$ をプロットしたものである。また表 (4.3) は 21 cm と 2.6 mm 線によって 求めた際の GRB のグループ分けと求めた相手の母銀河の平均の水素柱密度である。



データの選別	Long-GRB のみ
用いた GRB 数	816
Group 分け	$40 {\rm GRB} {\times} 4 {\rm Group} {+} 41 {\rm GRB} {\times} 16 {\rm Group}$
平均 $n_{ m H,i}$	0.116×10^{22}

図 4.15: $W_{\rm HI}$ と $W_{\rm CO}$ により求めた $n_{\rm H,g}$ と $n_{\rm H,i}$ の相関図

表 4.3: $W_{\rm HI}$ と $W_{\rm CO}$ を用いて $n_{\rm H,g}$ を求めた際 のパラメータ

図 4.14 と図 4.15 を見比べると、CO の輝線 (分子ガス) を考慮することにより、やや点が右下に 移動しており、指標としては良くなっていると言える。ただし、まだ右肩上がりの傾向は残って おり過小評価していることがわかる。従って、ダークガスが存在するために伝統的な輝線では星 間ガスを見逃していることを先行研究と同様に確認することが出来た。そこで先行研究 [3] になら いダストを用いて n_{H,g} の推定を行う。

4.3 ダスト放射を用いて求めた星間ガスの評価

2章3節で述べたように星間ガスとよく混在している星間ダストからの放射を用いても星間ガス量を推定できる。ガスが薄く、ダストの温度の高い領域で星間ガスとダスト放射は比例するという仮定より、radiance, τ_{353} の両指標をガス密度に変換する係数が得られる(4.1.3節)。さらに領域(ガスの濃さ、ダスト温度)によらずガス密度がダスト放射に比例すると仮定することで、 $n_{\rm H,g}$ を見積り, $n_{\rm H,i}$ を求めて、相関を取った。

結果を図 4.16,4.17 と表 4.4,4.5 に示す。



図 4.16: radiance により求めた $n_{\rm H,g}$ と $n_{\rm H,i}$ の 相関図

データの選別	Long-GRB のみ
用いた GRB 数	816
Group 分け	$40 {\rm GRB}{\times}4 {\rm Group}{+}41 {\rm GRB}{\times}16 {\rm Group}$
平均 $n_{ m H,i}$	0.114

表 4.4: radiance を用いて $n_{
m H,g}$ を求めた際のパ ラメータ



図 4.17: τ_{353} により求めた $n_{\rm H,g}$ と $n_{\rm H,i}$ の相関図

データの選別	Long-GRB のみ
用いた GRB 数	816
Group 分け	40 GRB \times 4Group+41GRB \times 16Group
平均 $n_{ m H,i}$	0.0754

表 4.5: ₇₃₅₃ を用いて n_{H,g} を求めた際のパラ メータ

図 4.16 をみると、radiance では、 $n_{\rm H,g} \ge 10^{21} [cm^{-2}]$ で右肩上がりの傾向があり、HI-21cm と CO-2.6mm で見積もった量と同程度のガスを見逃していることがわかる。一方 τ_{353} では、図 4.17 より、目立った相関は見られないが、 $n_{\rm H,g}$ が濃い部分 ($\ge 10^{21} [cm^{-2}]$)では、一番端の点を除きや や右肩下がり (過大評価) 気味である。このようになる原因としては、radiance や τ_{353} のようなダ スト放射には温度依存性が原理的に考えられるためである。以下では得られた結果の系統誤差を 評価すると共に、 $n_{\rm H,g}$ の見積りにダスト温度で補正を掛けることを試みる。

4.3.1 変換係数の不定性

 $n_{\rm H,g}$ の薄いところで、星間ガスの放射強度とダスト強度が比例するという仮定の基、ガス-ダスト変換係数を導出したが、特に τ_{353} では誤差が大きいそのため、この誤差の影響が $n_{\rm H,g}$ - $n_{\rm H,i}$ プ

ロットにどの程度影響するかを調査する。両指標の変換係数の誤差は 4.1.3 節で求めているため、 それぞれの誤差の最大と最小の変換係数で 4 章 3 節と同様のことを行った。



図 4.18: ₇₃₅₃の変換係数の誤差による n_{H,g}-n_{H,i}のズレ

図 4.19: ₇₃₅₃の変換係数の誤差による n_{H,g}-n_{H,i}のズレ

図 4.18,4.19 は共にダストの変換係数の誤差の最大 (青)、最小の値 (赤) を取った時の $n_{\rm H,g}$ - $n_{\rm H,i}$ 相関図である。radiance には図 4.18 より、変換係数の誤差では表せないほどのガスの見過ごしが あることがわかり、 τ_{353} では図 4.19 より係数の不定性が大きく、取る値によっては過大評価にも 過小評価にもなることがわかった。今回は平均値 (式 4.3 及び 4.4) を参考にするが、変換係数に誤 差があることは留意しなければならない。

4.3.2 温度補正

Planck のダストマップはダスト温度と modified black body のパラメータ $\beta(2 \oplus 3 \oplus 5 \oplus 9)$ の間に反相関があり、温度が異なると τ_{353} と別の周波数の光学的厚さでは異なるダスト放射 (及びガス密度) の濃淡が得られる。また、2 章 3 節で述べたようにダスト温度が低いと一般的にガス密度 (及びダスト密度) が高く、可視・紫外線を吸収し、内部まで届きにくくなるため、赤外線の放射 (ダストによる再放射) も小さくなると予想される。つまり原理的にダスト温度に放射が依存してしまう。

そこでダスト放射 (radiance および τ_{353}) をガス密度に変換する際に温度で補正を行うことを検討してみる。



図 4.20: 図 4.7 を温度ごとに分類した図



図 4.21: 図 4.9 を温度ごとに分類した図

まず準備として、図 4.20 と図 4.21 にそれぞれ温度によって色分けされた $W_{\rm HI}$ とダスト強度の相関図を示す。20.5 [K] を境に赤 (20.5[K] 以上) から橙 (19.5~20.5[K])、黄 (18.5~19.5[K])、緑

(17.5~18.5[K])、水色 (16.5~17.5[K])、青 (16.5[K] 以下) と 1[K] ずつで色分けを行った。図 4.20 と図 4.21 を見るとどちらも温度が低くなるごとに、薄い領域で求めた変換係数の直線からずれて いくのがわかる。これがガスの性質 (真のガス密度 $N(H) \ge W_{\rm HI}$ の比が一定でない) ですべて説明 できるのであれば、単一の変換係数でダスト放射から $n_{\rm H,g}$ を求める方法で構わないが、ダストの 性質が効いていると、ダスト温度の低い領域で、4.1.3 節で求めた変換係数が不適切な可能性があ る。そこで必要であればダスト温度によって補正を掛けることとした。補正には先行研究 [13] よ り経験式 4.6 を用いた。

$$n_{\rm H,g} = n_{\rm H,D} \times \left[1 + 0.05 \times c \times (20.5 - T_{\rm D})\right] \tag{4.6}$$

 $n_{\rm H,D}$ はダストで求めた $n_{\rm H,g}$ であり、 $T_{\rm D}$ はダスト温度である。補正で扱う c は c が 1 の時ではダスト温度が 1[K] 下がるごとに $n_{\rm H,g}$ の見積もりを 5%大きくするような係数である。この補正を用いて、相関がなくなるように補正をかけると以下のようになった。

今回は c=-4,-2,0,2,4,6 のグリッドサーチを行い最も相関の無い物を探した。得られた結果を図 4.22,4.23 及び表 4.6,4.7 に示す。図 4.22,4.23 の実線は見積もった n_{H,i} の平均値であり、破線はそ の平均値の 1σ エラーを示す。



図 4.22: radiance により求めた $n_{\rm H,g}$ と $n_{\rm H,i}$ の 相関図

データの選別	Long-GRB のみ
温度補正 c	6
用いた GRB 数	816
Group 分け	40 GRB \times 4Group+41GRB \times 16Group
平均 $n_{ m H,i}$	0.0966×10^{22}

表 4.6: radiance を用いて温度補正を掛けた際 のパラメータ

Long-GRB のみ

40GRB $\times 4$ Group+41GRB $\times 16$ Group



図 4.23: τ_{353} により求めた $n_{\mathrm{H,g}}$ と $n_{\mathrm{H,i}}$ の相関図

表 4.7: ₇₃₅₃を用いて温度補正を掛けた際のパ ラメータ

 0.0950×10^{22}

-2

816

その結果 radiance では c=6(図 4.22)、 τ_{353} では、c=-2(図 4.23) となった。つまり、radiance で は温度によって 1[K] につき 30%ほど濃く見積もり、 τ_{353} では 1[K] につき 10%ほど薄く見積もる 必要がある。温度補正を掛けることで概ね相関のない良い見積もりを得ることが出来た。ガンマ 線とダストの相関を調べた先行研究 [13] でも、係数の値こそ異なるが同じ傾向 (radiance はガス

データの選別

用いた GRB 数

温度補正 c

Group 分け

平均 n_{H.i}

を過小評価、₇₃₅₃は過大評価)が報告されており、今回の結果はそれと定性的に合致している。また、最も n_{H,g}の濃い部分で両指標ともで過小評価となっていることも分かる。以下では、データの選別を行ってより詳しく相関を見ていく。

4.3.3 データ選別のスレッショルドによる相関図の変化

4.1.4 節で述べたように、例えば銀河面上では様々な距離のガスダスト比が重なってしまう。 従ってデータを選別して $n_{\rm H,g}$ と $n_{\rm H,i}$ の相関がどう変わるかを見ていく必要がある。今回は $W_{\rm CO}$ = 0.2 [K・Km/s]をスレッショルドとしそれ以上のデータは除いた後、HVCの水素柱密度が 10^{20} [cm⁻²] 以上のデータを除き、近傍と遠方の領域が視線方向に重なっている領域を区別するため、銀緯が15 度をスレッショルドとし大きく2 つに分けて解析を行った。得られた結果を図 4.24,4.25 及び表 4.8,4.9 に示す。15 度以上のグループを緑で、15 度未満のグループを赤でプロットを行った。



図 4.24: radiance により求めた $n_{\rm H,g}$ と $n_{\rm H,i}$ の 相関図

0.2

50.15 0.15

-0.0

データの選別	Long-GRB のみ
	$W_{\rm CO} < 0.2 [{ m K} \cdot { m Km/s}]$
	$\rm HVC < 10^{20} \ [cm^{-2}]$
温度補正 c	0
用いた GRB 数 (15 度以上/未満)	569/122
Group 分け (15 度以上)	28 GRB $\times 11$ Group
	$+29$ GRB $\times9$ Group
Group 分け (15 度未満)	$30 \text{GRB} \times 2 \text{Group}$
	$+31$ GRB $\times 2$ Group
15 度以上の平均 n _{H,i}	0.1038×10^{22}

表 4.8: radiance を用いて温度補正を掛けた際 のパラメータ

データの選別	Long-GRB のみ
	$W_{\rm CO} < 0.2 [{ m K} \cdot { m Km/s}]$
	$\rm HVC < 10^{20} \ [cm^{-2}]$
温度補正 c	0
用いた GRB 数 (15 度以上/未満)	569/122
Group 分け (15 度以上)	28GRB×11Group
	$+29$ GRB $\times 9$ Group
Group 分け (15 度未満)	$30 \text{GRB} \times 2 \text{Group}$
	$+31$ GRB $\times 2$ Group
15 度以上の平均 n _{H,i}	0.0840×10^{22}

図 4.25: τ_{353} により求めた $n_{\mathrm{H,g}}$ と $n_{\mathrm{H,i}}$ の相関図

10⁻¹ n_u [10²² cm²]

> 表 4.9: ₇₃₅₃ を用いて温度補正を掛けた際のパ ラメータ

 $n_{\rm H,g}$ の推定に radiance を用いた場合は、データ選別を行い $n_{\rm H,g}$ を推定し $n_{\rm H,g}$ と $n_{\rm H,i}$ の相関を 取る (図 4.24) と、銀緯の絶対値が 15 度未満の部分で大きく右肩上がり (過小評価) しているのが わかり、また 15 度以上の部分では全体として図 4.16 のような目立った相関が無いように見える。 反対に、 τ_{353} を用いて、データ選別を行い相関を取ったもの (図 4.25) をみると、銀緯の絶対値が 15 度未満の部分で大きく右肩下がり(過大評価)しているのがわかる。つまり補正が必要なのは主 に銀河面付近の領域である。ただし、₇₃₅₃は高銀緯(近傍)に限ってもやや右肩下がりの傾向が見 られる。

そこで、こちらにも 4.3.2 節と同様の温度補正を行った。得られた結果を図 4.26,4.27 及び表 4.10,4.11 に示す。



図 4.26: radiance により求めた $n_{\rm H,g}$ と $n_{\rm H,i}$ の 相関図

> -0.05 -0.

データの選別	Long-GRB のみ
	$W_{\rm CO} < 0.2 [{ m K} \cdot { m Km/s}]$
	$\rm HVC < 10^{20} \ [cm^{-2}]$
温度補正c	6
用いた GRB(15 度以上/未満)	569/122
Group 分け (15 度以上)	28 GRB $\times 11$ Group
	$+29$ GRB \times 9Group
Group 分け (15 度未満)	$30 \text{GRB} \times 2 \text{Group}$
	$+31$ GRB $\times 2$ Group
15 度以上の 平均 n _{H,i}	0.892×10^{22}

表 4.10: radiance を用いて温度補正を掛けた際 のパラメータ

データの選別	Long-GRB のみ
	$W_{\rm CO}~<~0.2~[{ m K} \cdot { m Km/s}]$
	$\rm HVC < 10^{20} \ [cm^{-2}]$
温度補正c	-2
用いた GRB(15 度以上/未満)	569/122
Group 分け (15 度以上)	28 GRB $\times 11$ Group
	$+29$ GRB $\times9$ Group
Group 分け (15 度未満)	$30 \text{GRB} \times 2 \text{Group}$
	$+31$ GRB $\times 2$ Group
15 度以上の平均 n _{H,i}	0.923×10^{22}

図 4.27: τ_{353} により求めた $n_{\rm H,g}$ と $n_{\rm H,i}$ の相関図

10⁻¹ n_{H,g} [10²² cm⁻²]

> 表 4.11: ₇₃₅₃ を用いて温度補正を掛けた際のパ ラメータ

図 4.24,4.25 と比べると、より精度よくガス密度を見積もることが出来ている。従って高銀緯で は radiance では $n_{\rm H,g} = 2 \times 10^{21} \, [\rm cm^{-2}]$ 程度、 τ_{353} では、 $n_{\rm H,g} = 1 \times 10^{21} \, [\rm cm^{-2}]$ 程度まで特に 補正なしで天の川銀河の星間ガスを見積もることが出来、また低銀緯まで含めた際は radiance で は、c=6 (1[K] につき 30%濃く見積もる)、 τ_{353} では c=-2 (1[K] につき 10%薄く見積もる) という 補正を掛けることで、 $n_{\rm H,g} = 4 \times 10^{21} \, [\rm cm^{-2}]$ 程度までガス密度を見積もることが出来ることがわ かった。

第5章 まとめと今後

本研究では、評価方法としてまず、1027 個の GRB について Swift 衛星の PCmode で撮像され た GRB の X 線残光のデータ解析を行うことで GRB が到来した方向の全水素柱密度 $n_{\rm H}$ を求めた。 その後、天の川銀河の星間ガス密度を $W_{
m HI}(21
m cm$ 線の強度;原子ガスの柱密度を示す), $W_{
m CO}(2.6)$ mm 線強度; 分子ガスの柱密度を示す), 及び τ_{353} , radiance)(いずれもダストの柱密度の指標; 全星 間ガスの柱密度を示す)の4つの指標を用いて推定した。 $W_{
m HI}(21~{
m cm}$ 線の強度)では、ガスが光 学的に薄いと仮定し放射の素仮定を考慮して水素柱密度を求め、W_{CO}では変換係数の典型的な値 $N({
m H}_2)/W_{
m CO} = 1.5 imes 10^{20} [{
m cm}^{-2}/{
m K} \cdot {
m km/s}]$ 用いて水素分子の柱密度を出し、それを $W_{
m HI}$ により 得られた値に加えて天の川の水素柱密度 n_{H.g}を算出した。ダストの柱密度の指標では、星間ガス トとダストがよく混在していることより、ガスの光学的に薄い部分で相関を取り比例係数を求め ることで n_{H.g}を求めた。そして、GRBのX線残光で求めた柱密度と指標により求まった天の川 銀河の柱密度を比較することにより星間ガスの評価を行った。また、統計が十分でないデータに ついても W_{HI}の強度が強い順に 20 のグループに分けて足し合わせを行い、統計を良くし取り込 んだ。見積った天の川銀河のガスの柱密度 $(n_{
m H,g})$ を GRB の残光から求めた全吸収による柱密度 $(n_{\rm H})$ から引き、GRB 固有の吸収による柱密度 $(n_{\rm H,i})$ を出し $n_{\rm H,g}$ と $n_{\rm H,i}$ を比べることで指標の良 し悪しを評価した。その結果、 $W_{\rm HI}$ および $W_{\rm CO}$ だけでは天の川銀河の星間ガスを全てトレースで きず過小評価することが確認できた。また、ダストを用いて見積もった星間ガスでは、天の川銀 河による吸収が比較的少ない領域では良い星間ガスの指標となっていたが、天の川銀河による吸 収が大きい部分 (特に 3×10^{21} $[cm^{-2}]$ 以上の領域) では吸収量を過大評価することがわかり、原理 的にダスト温度などのガスの性質に放射が依存してしまうことに対処するため、ダスト温度によ る補正をかけて星間ガスの見積もりの改善を行った。さらに、データの選別を行い母銀河の性質 の違う GRB イベント (Short-GRB) や、太陽系近傍の星間ガスと起源の違う星間ガス (HVC) を除 外し、水素分子の指標である W_{CO} の輝線強度の強い領域では分子ガスの密度が大きくダスト-ガ ス比が異なる可能性があるため W_{CO} = 0.2 [K・Km/s] というをスレッショルドを設けることで 高銀緯では radiance では $n_{\rm H,g} = 2 \times 10^{21} \, [\rm cm^{-2}]$ 程度、 τ_{353} では、 $n_{\rm H,g} = 1 \times 10^{21} \, [\rm cm^{-2}]$ 程度ま で補正なしで天の川銀河の星間ガスを見積もることが出来、また低銀緯まで含めた際は radiance では、温度補正係数 c = 6 (1[K] につき 30%濃く見積もる)、 τ_{353} では c = -2 (1[K] につき 10%薄 く見積もる) という補正を掛けることで、 $n_{
m H,g} = 4 \times 10^{21} \; [
m cm^{-2}]$ 程度までガス密度を見積もるこ とが出来た。

現在ダスト放射をガス密度に変換するために用いた係数や、ダスト温度によるスレッショルド やデータ選別のスレッショルドは暫定的な値を用いて行っており、選別によって必要以上に切り 捨てている可能性や、選別が不十分の可能性がある。適切なスレッショルドをかけてよりよくガ ス密度を見積もることが今後の課題である。

謝辞

今回修士論文を制作するにあたり、様々な方にお世話になりました。ありがとうございました。水 野先生には B4 の頃からとてもお世話になっており、日々の研究・卒論・修論等で多大な迷惑をお かけいたしました。研究面では、結果が出たすぐそばから物理的な意味や結果が持つ意味を考え ずに見せに行くということが多々あり、何度も叱っていただきました。またプログラムで詰まって いれば案を頂いたり、一緒になって考えてくれたりしていただきました。研究の細かい詰めの部 分でも意味不明なことを連発していた私に優しくご指導していただけました。論文執筆に際しま しても、私の日本語が拙く、文章構成もままならかったものを、てにをはの部分まできちんと訂 正していただき良い物に仕上げることが出来ました。大野先生には主にプログラムやクラスター (PC) などでお世話になりました。先生の都合も考えず、よく困ってますということを言って迷惑 をかけていたと思います。ほんとにすみませんでした。すぐに対応をしていただいたこととても 感謝しております。同期のメンバーには研究のことはもちろんファッションの指導までしていただ き入学当初とくらべても見違えるようだと思います。山田さん、長木さん、松場さん、ありがとう ございました。また気分転換としてゲームにさそってくれた松場さん、平出さん、高木さん、岩 尾さん、木村さんありがとうございました。そして、どんなときも部屋の空気を明るく常に保っ ていただいた山田さん、長木さん、楊さん、黄さん、山本さん、大間々さんありがとうございま した。その他プログラムや宇宙の物理に関してわからない所を細かく丁寧に教えていただいた深 澤先生、中岡さん、内田さん、他の先生・先輩方、研究室のメンバー、事務の人、本当にお世話 になりました。ありがとうございました。

関連図書

- [1] T. M. Dame et al. 2001, ApJ 547, 792
- [2] I. A. Grenier et al. 2005, Science 307, 1292
- [3] R. Willingale et al. 2013, MNRAS 431, 394
- [4] 国立天文台「理科年表 平成 21 年」
- [5] 祖父江義明本信雄・家正則 「現代の天文学第5巻 銀河 II」日本評論社
- [6] 福井康雄・大塚修一郎・大西利和・中居直正・舞原俊憲・水野亮 「現代の天文学第6巻 星 間物質と星形成」日本評論社
- [7] https://apod.nasa.gov/apod/ap010113.html
- [8] http://www.faculty.virginia.edu/rwoclass/astr1230/im/mw-col-photomosaic.jpg
- [9] K. M. Ferriére 2001 Rev.Mod.Phys. 73, 1031
- [10] A. A. Abdo et al. 2010, ApJ 710, 133
- [11] M. Ackermann et al. 2011, ApJ 726, 81
- [12] M. Ackermann et al. 2012b, ApJ 755, 22
- [13] T. Mizuno et al. 2016, ApJ 833, 278
- [14] Westmeire T. et al. 2018, MNRAS 474, 289
- [15] http://irsa.ipac.caltech.edu/data/Planck/release_1/all-sky-maps/previews/HFI_CompMap_DustOpacity_2048_R1.10_TAU353.png
- [16] J. Wilms et al. 2000, ApJ 542, 914
- [17] https://lambda.gsfc.nasa.gov/product/foreground/LAB_HI_Survey_info.cfm
- [18] http://www.jpl.nasa.gov/news/news.php?release=2012-016
- [19] http://www.asj.or.jp/geppou/archive_open/2002/pdf/20020202c.pdf
- [20] https://swift.gsfc.nasa.gov/about_swift/bat_desc.html
- [21] https://swift.gsfc.nasa.gov/about_swift/xrt_desc.html.jpl.nasa.gov/news/news.php?release=2012-016
- [22] http://www.swift.ac.uk/about/instruments.php

- [23] http://www.swift.ac.uk/xrt_spectra/
- [24] http://www.swift.ac.uk/xrt_spectra/00711914/
- [25] http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/software/lheasoft/
- [26] D. A. Verner et al. 1996, ApJ 465, 487
- [27] D. J. Schlegel et al. 1998, ApJ 500, 525
- [28] 小山勝二・嶺重慎「現代の天文学第8巻 ブラックホールと高エネルギー現象」日本評論社
- [29] 家正則・岩室史英・舞原俊憲・水本好彦・吉田道利「現代の天文学第15巻 宇宙の観測I」日 本評論社
- [30] 中井直正・坪井昌人・福井康雄「現代の天文学第16巻 宇宙の観測 II」日本評論社