

UNIVERSIDADE TECNOLÓGICA FEDERAL DO PARANÁ

JORGE ANTONIO MONTEIRO DE MENDONÇA JUNIOR

**GALÁXIAS STARBURST COMO FONTES DE RAIOS CÓSMICOS
ULTRA-ENERGÉTICOS: CONTRIBUIÇÃO PARA O ESPECTRO DE ENERGIA
E COMPOSIÇÃO**

DISSERTAÇÃO

CURITIBA

2023

JORGE ANTONIO MONTEIRO DE MENDONÇA JUNIOR

**GALÁXIAS STARBURST COMO FONTES DE RAIOS CÓSMICOS
ULTRA-ENERGÉTICOS: CONTRIBUIÇÃO PARA O ESPECTRO DE ENERGIA
E COMPOSIÇÃO**

**Starburst galaxies as sources of ultra-energetic cosmic rays: Contribution
to the energy spectrum and composition**

Dissertação apresentada como requisito para obtenção do título de Mestre em Física e Astronomia do Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia da Universidade Tecnológica Federal do Paraná.

Orientadora Prof^ª. Dr^ª. Rita de Cassia dos Anjos

CURITIBA

2023



[4.0 Internacional](https://creativecommons.org/licenses/by/4.0/)

Esta licença permite compartilhamento, remixe, adaptação e criação a partir do trabalho, mesmo para fins comerciais, desde que sejam atribuídos créditos ao(s) autor(es). Conteúdos elaborados por terceiros, citados e referenciados nesta obra não são cobertos pela licença.



Ministério da Educação
Universidade Tecnológica Federal do Paraná
Campus Curitiba



JORGE ANTONIO MONTEIRO DE MENDONCA JUNIOR

GALÁXIAS STARBURST COMO FONTES DE RAIOS CÓSMICOS ULTRA-ENERGÉTICOS: CONTRIBUIÇÃO PARA O ESPECTRO DE ENERGIA E COMPOSIÇÃO

Trabalho de pesquisa de mestrado apresentado como requisito para obtenção do título de Mestre Em Física da Universidade Tecnológica Federal do Paraná (UTFPR). Área de concentração: Física .

Data de aprovação: 31 de Janeiro de 2023

Dra. Rita De Cassia Dos Anjos, Doutorado - Universidade Tecnológica Federal do Paraná

Dr. Alexandre Jose Tuoto Silveira Mello, Doutorado - Universidade Tecnológica Federal do Paraná

Dr. Fernando Catalani, Doutorado - Universidade de São Paulo

Documento gerado pelo Sistema Acadêmico da UTFPR a partir dos dados da Ata de Defesa em 31/01/2023.

Dedico esse trabalho a Deus por todo amor,
bondade e companhia demonstrados ao longo
da minha vida, inclusive neste período de
grande aprendizado.

AGRADECIMENTOS

Agradeço primeiramente a Deus por toda atenção, amor e dedicação demonstrado constantemente em minha vida. Agradeço a minha mãe (Rosana Mendonça), pela entrega e dedicação a mim durante anos de sua vida, a meu pai (Jorge Mendonça - *in memoriam*), pela grande amizade e por estar sempre ao meu lado nos momentos difíceis e de dúvidas. Agradeço a minha linda e amada esposa Deuzedir e a meus queridos filhos Joey Anderson (Jho Jhoy), e Kayron (Kaká), pelo amor, paciência e compreensão. Não posso esquecer de meus irmãos, Juliana, Matheus, Thaynaa e Thaaynaara que sempre torceram por mim e se alegram com minhas conquistas.

Agradeço de forma especial a minha amiga, professora e orientadora Dra. Rita de Cassia dos Anjos, por acreditar que eu seria capaz, pela sua paciência e generosidade durante toda minha formação. Não posso deixar de agradecer a todos os professores envolvidos que foram de grande inspiração Dr. Rubens Machado, Dr. Felipe Braga Ribas, Dra. Keli Seidel, Dr. Jaziel Goulart e tantos outros.

Agradeço aos colegas e amigos do curso, em especial Marcos Aurélio, Rodrigo Sasse, Adriel Mocellin e Caroline Oliveira, que tiveram importância fundamental em momentos de incertezas.

Agradeço a todos os amigos que não estão ligados diretamente ao mestrado mas que de certa forma me incentivaram e se alegraram com a conclusão de meus objetivos, em especial meu irmão Matheus Mendonça, meus amigos Edgar Alves, Denis Narcizo, Pietro Sartório, Leonardo Evangelista, Jesley Barjones, Alex Villalobos, Bruce Tederixe e Bruno Tederixe.

Agradeço também ao Programa de Pós-graduação em Física e Astronomia PPGFA, e a Universidade Tecnológica Federal do Paraná instituição que tenho grande apreço e admiração.

"Os céus declaram a glória de Deus; o
firmamento proclama a obra das suas mãos".
SI 19,1. Bíblia.

RESUMO

A origem dos raios cósmicos ultra-energéticos (*Ultra-High Energy Cosmic Rays - UHECRs*), ainda é desconhecida, entretanto, a visão mais aceita pelos cientistas é de que os UHECRs são produzidos em objetos astrofísicos ativos: supernovas, pulsares, núcleos ativos de galáxias, *Starburst*, quasares e radiogaláxias. Nas últimas décadas, observatórios dedicados ao estudos dos UHECRs, como por exemplo o observatório Pierre Auger, obtiveram importantes avanços. Neste trabalho, apresenta-se a análise da possibilidade de galáxias *Starburst*, em especial M82, NGC253, NGC4945, M83 e NGC1068, serem fontes de UHECRs, devido suas características: alta produção estelar quando comparadas como uma galáxia ordinária, processos internos que podem acelerar partículas (*stellar winds*) e a sua proximidade (distâncias inferiores a 15 Mpc). O presente trabalho também apresenta uma revisão da física dos raios cósmicos: o espectro de energia, composição química, o Observatório Pierre Auger, os mecanismos de propagação, as interações ao longo de sua trajetória até a Terra e a interação dos UHECRs com o campo magnético da Via Láctea. No decorrer da pesquisa foram utilizados os *software* CRPropa3 para a simulação da propagação e perdas de energia dos UHECRs e os *CRT* para simulação da deflexão dos UHECRs ao interagir com o campo magnético de nossa Galáxia.

Palavras-chave: raios cósmicos ultra-energético; observatório pierre auger; galáxias starburst; energia; propagação de raios cósmicos.

ABSTRACT

The origin of ultra-high energy cosmic rays (UHECRs) is still unknown. However, the view most accepted by scientists is that UHECRs are produced in active astrophysical objects: supernovae, pulsars, active galactic nuclei, Starburst, quasars, and radio galaxies. In recent decades, observatories dedicated to studying UHECRs, such as the Pierre Auger observatory, have made significant advances. In this work, we present the analysis of the possibility of Starburst galaxies, in particular, M82, NGC253, NGC4945, M83, and NGC1068, are sources of UHECRs due to their characteristics: high stellar production when compared to an ordinary galaxy, internal processes that can accelerate particles (stellar winds) and their proximity (distance less than 15 Mpc). The present work also reviews the physics of cosmic rays: the energy spectrum, chemical composition, the Pierre Auger Observatory, the propagation mechanisms, the interactions along its path to Earth, and the interaction of UHECRs with the magnetic field of the Milky Way. During the research, we used the CRPropa3 software for simulating propagation and energy losses of the UHECRs and the CRT for simulating the deflection of UHECRs when interacting with the magnetic field of our Galaxy.

Keywords: ultra-energetic cosmic rays; pierre auger observatory; starbursts galaxies; energy; propagation of cosmic rays.

LISTA DE FIGURAS

Figura 1 – Espectro de raios cósmicos medido por vários experimentos. Observa-se que é descrito por uma lei de potência, apresentando dois joelhos (knees) e o tornozelo (ankle).	17
Figura 2 – Abundância de raios cósmicos.	19
Figura 3 – Mapa esquemático do Observatório Pierre Auger. Os traços em azul demonstram o alcance dos telescópios de fluorescência (Los Leones, Coihueco, Los Morados e Loma Amarilla), e o laranja o HEAT (High Elevation Auger Telescopes), que também é um telescópio de fluorescência, mas com elevação maior. Os pontos em preto representam os 1660 detectores de superfície.	20
Figura 4 – Detector de superfície e ao fundo, a direita, um dos prédios que abrigam os telescópios de fluorescência no Observatório Pierre Auger.	21
Figura 5 – Chuveiro atmosférico extenso	23
Figura 6 – Interação de uma nuvem de gás com uma partícula carregada de raio cósmico.	25
Figura 7 – Aceleração de raios cósmicos para uma onda de choque difusa.	26
Figura 8 – Diagrama de Hillas.	30
Figura 9 – Galáxia M82.	31
Figura 10 – Galáxia NGC253.	32
Figura 11 – Galáxia NGC4945.	32
Figura 12 – Messier 83 (The Southern Pinwheel)	33
Figura 13 – NGC1068 (M77)	33
Figura 14 – Espectro da Radiação de Fundo das componentes: COB (óptico), CIB (infravermelho) e CMB (micro-ondas).	35
Figura 15 – Imagem dos dados da radiação cósmica de fundo em micro-ondas obtidos pela sonda WMAP e pelo satélite Planck em comparação.	36
Figura 16 – Estrutura modular organizacional do software CRPropa3.	40
Figura 17 – Resultado publicado por Mathewson e Ford da observação de 1800 estrelas com suas luzes polarizadas.	43

Figura 18 – Ilustração da rotação de uma onda eletromagnética polarizada ao passar por um campo magnético - Rotação de Faraday	44
Figura 19 – Esquema de propagação do UHECR (linha preta irregular), da fonte injetora (em laranja), até o detector (em azul)	45
Figura 20 – Mapa do céu demonstrando a incidência de raios cósmicos e suas respectivas direções, sendo correlacionadas com algumas <i>Starburst</i> . A escala de cores indica o significado em unidades de desvio padrão	47
Figura 21 – Comprimento de atenuação (<i>energy loss length</i>)	48
Figura 22 – Comprimento de atenuação (<i>energy loss length</i>)	49
Figura 23 – Determinação do índice espectral para fonte M82 - He e N.	51
Figura 24 – Determinação do índice espectral para fonte M82 - Si e Fe.	52
Figura 25 – Determinação do índice espectral para fonte NGC253 - He e N.	54
Figura 26 – Determinação do índice espectral para fonte NGC253 - Si e Fe.	55
Figura 27 – Determinação do índice espectral para fonte NGC4945 - He e N.	57
Figura 28 – Determinação do índice espectral para fonte NGC4945 - Si e Fe.	58
Figura 29 – Determinação do índice espectral para fonte M83 - He e N.	60
Figura 30 – Determinação do índice espectral para fonte M83 - Si e Fe.	61
Figura 31 – Determinação do índice espectral para fonte NGC1068 - He e N.	63
Figura 32 – Determinação do índice espectral para fonte NGC1068 - Si e Fe.	64
Figura 33 – Propagação de raios cósmicos.	66
Figura 34 – Deflexão dos núcleos de hélio e ferro presentes nos UHECRs com a interação do campo magnético Galáctico.	67
Figura 35 – Deflexão dos núcleos de Ferro e Hélio	68
Figura 36 – Deflexão de raios cósmicos	69
Figura 37 – Deflexão de raios cósmicos com 5° ao redor da direção da fonte	69
Figura 38 – Deflexão de raios cósmicos com 8° ao redor da direção da fonte	70
Figura 39 – Deflexão de raios cósmicos	71
Figura 40 – Deflexão de raios cósmicos com 5° ao redor da direção da fonte	71
Figura 41 – Deflexão de raios cósmicos com 8° ao redor da direção da fonte	72
Figura 42 – Deflexão de raios cósmicos	72
Figura 43 – Deflexão de raios cósmicos com 5° ao redor da direção da fonte	73
Figura 44 – Deflexão de raios cósmicos com 8° ao redor da direção da fonte	73

LISTA DE TABELAS

Tabela 1 – Eventos observados pelo experimento AGASA com energias superiores a 10^{20} eV	28
Tabela 2 – Distâncias e coordenadas Galácticas das galáxias <i>Starburst</i>.	49
Tabela 3 – M82	50
Tabela 4 – NGC253	53
Tabela 5 – NGC4945	56
Tabela 6 – M83	59
Tabela 7 – NGC1068	62
Tabela 8 – Propagação dos UHECRs em diferentes faixas de energia	74

LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

AGASA — Akeno Giant Air Shower Array.

AGN — Núcleos Ativos de Galáxias, do inglês *Active Galactic Nuclei*.

CIB — Radiação Cósmica no Infravermelho, do inglês *Cosmic Infrared Background*.

CMB — Radiação Cósmica de Fundo em Micro-ondas, do inglês *Cosmic Microwave Background*.

COB — Radiação Cósmica no Óptico, do inglês *Cosmic Optical Background*.

COBE — Explorador de fundo cósmico, do inglês *COsmic Background Explorer*.

DSA — Aceleração de Choque Difuso, do inglês *Diffusive Shock Acceleration*.

EBL — Luz de Fundo, do inglês *Background Light*.

FD — Detectores de Fluorescência, do inglês *Fluorescence Detector*.

FIR — Infravermelho Distante, do inglês *Far-infrared*.

GDR — Radiação Dipolar Gigante, do inglês *Gigant Dipole Resonance*.

GMF — Campo Magnético Galáctico, do inglês *Galactic magnetic field*.

GRB — Explosões de Raio Gama, do inglês *Gamma-ray bursts*.

GZK — Greisen-Zatsepin-Kuz'min.

HEAT — Telescópios Auger de Alta Elevação, do inglês *High Elevation Auger Telescopes*.

IRAS — Satélite Astronômico Infravermelho, do inglês *Infrared Astronomical Satellite*.

IRTS — Telescópio infravermelho no Espaço, do inglês *InfraRed Telescope in Space*.

LHC — Grande Colisor de Hádrons, do inglês *Large Hadron Collider*.

PDF — Função Densidade de Probabilidade, do inglês *Probability Density Function*.

PF — Foto desintegração, do inglês *Photofragmentation*.

QD — *Quasi-deuteron*.

RCI — Radiação Cósmica Infravermelho

SD — Detectores de Superfície, do inglês *Surface Detector*.

TA — *Telescópio Array*.

UHECR — Raios Cósmicos de Altíssimas Energias, do inglês *Ultra-High Energy Cosmic Rays*.

VHE — Energia Muito Alta, do inglês *Very High Energy*.

SUMÁRIO

1	INTRODUÇÃO	14
1.1	Descoberta dos raios cósmicos	14
1.2	Objetivos	15
1.2.1	Objetivo geral	15
1.2.2	Objetivos específicos	15
1.3	O que são raios cósmicos?	16
1.4	Espectro de Energia	17
1.5	Composição química	18
2	OBSERVATÓRIO PIERRE AUGER	20
2.1	Interação de UHECRs na Atmosfera	21
3	MECANISMOS DE ACELERAÇÃO DE RAIOS CÓSMICOS	24
3.1	Modelos de aceleração <i>Top-down</i>	24
3.2	Modelos de aceleração <i>Bottom-up</i>	24
3.3	Transição entre regiões de fontes de raios cósmicos galáctica e extragaláctica	27
3.4	Aceleração de raios cósmicos extragaláticos	27
4	FONTES DE RAIOS CÓSMICOS ULTRA-ENERGÉTICOS	29
4.1	Galáxias <i>Starburst</i>	30
5	PROPAGAÇÃO DE RAIOS CÓSMICOS DE ULTRA-ENERGIA	34
5.1	Radiação de fundo	34
5.1.1	Radiação cósmica de Fundo em Micro-ondas - <i>Cosmic Microwave Background</i> (CMB)	34
5.1.2	Radiação Cósmica Infravermelha (RCI) - <i>Cosmic Infrared Background</i> (CIB)	35
5.1.3	<i>Extragalactic Background Light</i> (EBL)	36
5.2	Processo de perdas de energia	37
5.2.1	Perdas adiabáticas	37
5.2.2	Produção de pares	38
5.2.3	Fotoprodução de píons	38
5.2.4	Fotodesintegração	39
5.2.5	Espalhamento Compton inverso	39

5.2.6	Emissão síncrotron	39
5.3	CRPropa3	40
6	MODELO DE CAMPO MAGNÉTICO GALÁCTICO	42
6.1	Métodos de observação	42
6.1.1	Polarização da luz estelar	42
6.1.2	Efeito Zeeman	43
6.1.3	Emissão de Radiação Síncrotron	43
6.1.4	Rotação Faraday	44
6.2	Modelo de Campo Magnético Galáctico Jansson-Farrar	44
6.2.1	Componentes do modelo JF12	44
6.3	CRT - Simulando Campo Magnético Galáctico	45
7	RESULTADOS	47
7.1	Fontes de UHECRs	47
7.2	Propagação Extragalática	49
7.2.1	Determinando o índice espectral	49
7.3	Simulações e determinação dos índices espectrais	50
7.3.1	Galáxia M82	50
7.3.2	Galáxia NGC253	52
7.3.3	Galáxia NGC4945	56
7.3.4	Galáxia M83	58
7.3.5	Galáxia NGC1068	61
7.4	Deflexão magnética	65
8	CONCLUSÃO	75
	REFERÊNCIAS	76

1 INTRODUÇÃO

A física dos raios cósmicos ultra-energéticos apresenta diversas questões em aberto, como por exemplo sua origem, mecanismos de aceleração, composição na fonte, dentre outras questões. Os raios cósmicos ultra-energéticos apresentam velocidades próximas a da luz e são núcleos atômicos carregados, o que faz com que ocorram interações com campos magnéticos ao longo de suas trajetórias, dificultando a determinação da direção de origem.

Nas últimas décadas, os estudos de raios cósmicos apresentaram grandes avanços, principalmente devido ao desenvolvimento tecnológico e aos esforços de cientistas em várias partes do mundo, os quais se dedicaram e ainda se dedicam a obter respostas para estes questionamentos. Desta maneira, não pode abster-se de lembrar dos esforços de vários cientistas que pavimentaram o caminho da história dos raios cósmicos, para hoje ser possível conseguir os resultados obtidos.

1.1 Descoberta dos raios cósmicos

O século XX foi um período glorioso para a física, haja vista que ocorreram avanços incríveis, dentre eles a descoberta dos raios cósmicos logo após a primeira década deste século. Esses avanços só foram possíveis, devido às descobertas anteriores, no caso dos raios cósmicos podemos citar alguns desses momentos importantes.

Em 1785, Charles Coulomb demonstrou que corpos eletrizados em ambientes controlados e isolados de outros corpos, perdiam carga elétrica de maneira contínua e progressiva, demonstrando assim, uma condutividade no ar. Essa descoberta foi considerada o início de uma grande área da física, que futuramente foi chamada de eletromagnetismo. O eletromagnetismo provocou grandes avanços e o desenvolvimento tecnológico que são vivenciados nos dias atuais (127 anos antes da descoberta dos raios cósmicos) (COULOMB, 1789).

Em 1834, Michael Faraday realizou experimentos quantitativos investigando o processo de descarga de corpos isolados em ambientes controlados. Faraday conseguiu correlacionar o processo de descarga com a pressão do ar, ou seja, quanto maior a pressão atmosférica, mais rápido será o processo de descarga. Essa observação possibilitou a realização de vários outros experimentos (78 anos antes da descoberta dos raios cósmicos)(FARADAY, 1834).

Em 1896, o físico francês Henri Becquerel, inferiu que os sais de urânio eram responsáveis pela emissão de raios ionizantes, pouco tempo depois, Pierre Curie e Marie Curie descobriram outras substâncias que produziam raios ionizantes e que mais tarde, foram denominados substâncias ionizantes. Diante deste contexto, foram empregados grandes esforços para que fosse possível verificar a taxa de ionização das substâncias, o que mostrou-se um grande desafio, visto que a velocidade de descarga variava muito, mesmo mantendo os objetos isolados (16 anos antes da descoberta dos raios cósmicos) (BANDEIRA Y. B.AND MACKEDANZ, 2019).

Em 1902, Ernest Rutherford percebeu que a radiação era externa ao experimento e também muito penetrante, essa característica penetrante da radiação dificultava a precisão necessária nas medições da taxa de ionização de objetos. Dessa forma, foi iniciada a busca pelas fontes de radiação. Inicialmente o “senso comum” e a lógica do momento apontavam como grande candidato à crosta terrestre. Porém, isso não estava fechado, sendo necessário um experimento de verificação. Nos anos seguintes foram feitas várias tentativas experimentais para a pergunta: qual a origem da radiação ionizante? Existiam três possibilidades de fontes: crosta terrestre, atmosfera ou extraterrestre (10 anos antes da descoberta dos raios cósmicos) (BANDEIRA Y. B. AND MACKEDANZ, 2019).

Em junho de 1911, o físico italiano Domenico Pacini elaborou e realizou um experimento muito criativo e eficiente. Ele verificou a radiação na superfície da água e a três metros de profundidade; e comparou os resultados. Como conclusão, Pacini confirmou que a radiação diminuía consideravelmente com a profundidade, descartando-se, portanto, a crosta terrestre como fonte de radiação, porém ainda existia a possibilidade da ionização ser oriunda da própria atmosfera (PACINI, 2010).

Entre os anos de 1911 e 1912 o físico austríaco Viktor Franz Hess, realizou uma série de experimentos, os quais se tornaram conclusivos para o questionamento sobre a fonte de raios ionizantes. Hess realizou medições em diversas altitudes e para isso, foram utilizados balões para voar acima de 5 mil metros de altitude, em que o próprio Hess estava presente nas expedições. Hess constatou que a radiação aumentava de acordo com o aumento da altitude, descartando a possibilidade da mesma ser de origem atmosférica e evidenciou que a radiação tinha origem extraterrestre. Viktor Franz Hess, foi agraciado pelo prêmio Nobel de Física em 1936 pela descoberta da radiação ionizante, abrindo assim um novo campo da física que ainda possui muitas perguntas a serem respondidas (BANDEIRA Y. B. AND MACKEDANZ, 2019).

1.2 Objetivos

1.2.1 Objetivo geral

Verificar a possibilidades das galáxias *Starbursts* com distâncias inferiores a 15 Mpc contribuírem para composição dos raios cósmicos ultra-energéticos e o espectro de energia Apresentar as Galáxias Starburst próximas como possíveis fontes de raios cósmicos ultra-energéticos.

1.2.2 Objetivos específicos

1. Demonstrar o espectro de energia e a possível relação entre o índice espectral e a composição dos raios cósmicos em suas respectivas faixas de energia.

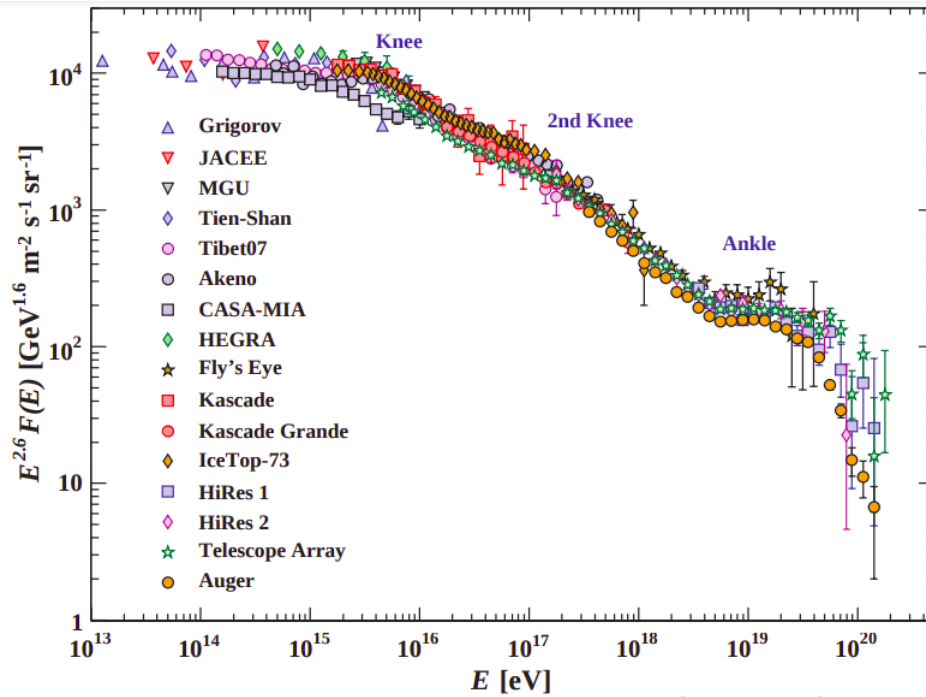
2. Relacionar o diagrama de Hillas com as possíveis fontes de raios cósmicos ultra-energéticos.
3. Discutir os principais processos de perda de energia dos raios cósmicos em meio intergaláctico.
4. Apresentar um estudo das deflexões sofridas pelos raios cósmicos ultra-energéticos ao interagirem com o campo magnético da Via-Láctea.

1.3 O que são raios cósmicos?

Os raios cósmicos são núcleos de elementos químicos, geralmente prótons e núcleos mais pesados, que podem ser originados tanto no interior, como no exterior de galáxias. Estas partículas são muito energéticas e chegam de todas as direções do céu. O fluxo de raios cósmicos varia de acordo com a faixa de energia que eles possuem, sendo que, partículas consideradas com baixa energia (próximas a 10^{10} eV), possuem um fluxo de 1 partícula por m^2 por segundo, ou seja, um alto fluxo, e por isso as partículas presentes nessa faixa de energia são bem conhecidas. Partículas com altas energias (próximas a 10^{15} eV), possuem fluxo menor, cerca de 1 partícula por metro quadrado por ano, partículas consideradas ultra-energéticas (partículas com energias maiores que 10^{19} eV), possuem um fluxo muito menor, com cerca de 1 partícula por km^2 por século, ou seja, quanto maior a energia da partícula mais rara sua observação. Esse baixo fluxo dificulta o estudo dessas partículas ultra-energéticas, sendo necessário áreas muito extensas para captura desses raios cósmicos. Portanto, aumentando a área de observação aumentam-se os eventos observados. Uma característica interessante no estudo dos UHECRs é sua grande interação com a atmosfera, pois ao entrar em contato, o raio cósmico primário decompõe-se em várias outras partículas, formando uma cascata conhecida como o chuveiro atmosférico (SOKOLSKY; THOMSON, 1994).

1.4 Espectro de Energia

Figura 1 – Espectro de raios cósmicos medido por vários experimentos. Observa-se que é descrito por uma lei de potência, apresentando dois joelhos (knees) e o tornozelo (ankle).



Fonte: Adaptado de Tanabashi (2018).

A radiação cósmica tem sido observada e catalogada em uma grande variação de energia, indo de 10^9 eV até valores que circundam 10^{20} eV. O fluxo de raios cósmicos em função da energia é chamado de espectro de energia e pode ser caracterizado como uma lei de potência. Esses dados revelam informações muito importantes dos raios cósmicos, como por exemplo, a interação que ocorre no trajeto da fonte até a Terra, os mecanismos de aceleração, sua composição e abundância. O fluxo de energia é determinado por:

$$\frac{dN}{dE} \propto E^{-\alpha}. \quad (1)$$

Nesta equação, a variável “ α ” é o índice espectral, N é o número de partículas e E é a energia. O índice espectral sofre uma variação ao longo do espectro de raios cósmicos, como observado na figura 1, essa característica é extremamente relevante para o estudo da física de raios cósmicos. Na faixa de energia próximo a 3×10^{15} eV, ocorre uma mudança no índice espectral de 2.7 para 3.1, essa região é conhecida como primeiro joelho. Nessa região, ocorre uma inclinação considerável no espectro de energia. Na faixa de energia próximo a 10^{17} eV, o índice espectral altera de 3.1 para 3.2, essa região é conhecida como segundo joelho. As duas primeiras mudanças no índice espectral são denominadas de joelhos (knees). Na faixa de energia próximo a 6×10^{18} eV, ocorre uma nova alteração na inclinação do espectro, desta vez diminuindo a inclinação

e retornando o índice espectral para 2.7, essa região é conhecida como tornozelo (ankle). Após o tornozelo (ankle), ocorre uma supressão no fluxo dos raios cósmicos. A supressão dos raios cósmicos nas mais altas energias foi prevista na década de 60 por três cientistas, de forma independente (Greisen, Zatsepin e Kuzmin), ficando assim conhecido como corte GZK. A proposta do corte GZK, afirma que a densidade de fótons da radiação cósmica de fundo seria um fator limitante, devido à fotoprodução de píons com energias superiores a 5×10^{19} eV com distâncias maiores que 200 Mpc. Porém, já foram detectadas várias partículas com energias superiores a 10^{20} eV, sugerindo assim fontes de UHECRs mais próximas, com distâncias inferiores a 175 Mpc (ANJOS, 2014).

1.5 Composição química

O senso comum popular afirma que o universo é um grande vazio e que entre os planetas, estrelas e galáxias existe um grande “nada”, porém, sabe-se que o universo é permeado por partículas bariônicas (levando em consideração a massa contida em galáxias e aglomerados, os quais existem muitos fatores que precisam ser levados em consideração devido à matéria não bariônica). Os núcleos que compõem os raios cósmicos sofrem interações durante sua trajetória até o planeta Terra, ocorrendo a decomposição dos mesmos. Os raios cósmicos quando saem de suas fontes são também denominados de partículas primárias, depois das interações e modificações ao longo de sua viagem, passando a serem chamadas de partículas secundárias. A composição dos raios cósmicos tem conformidade com a abundância de elementos presentes no sistema solar, como demonstrado na figura 2.

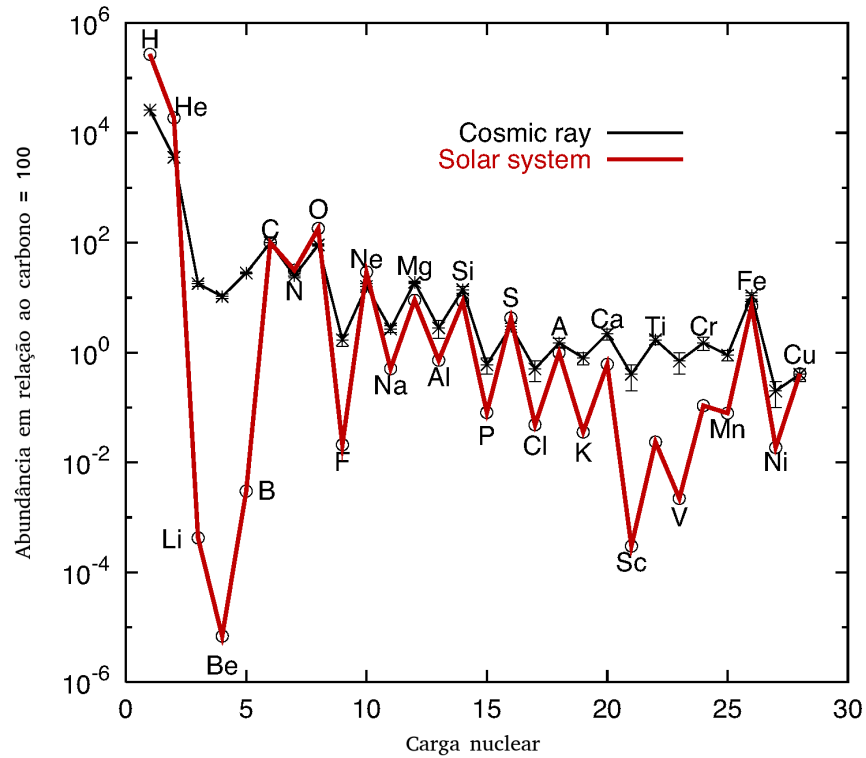
Nos raios cósmicos há relativa abundância dos elementos C, O, Mg, Si, Fe, porém, outros que são mais raros no sistema solar, mas que também são encontrados nos raios cósmicos, como por exemplo: Li, Be, B, Sc e Ti. As evidências levam a crer que esses elementos são na verdade de origem secundária como resultado da quebra de núcleos mais pesados (MEHREZ, 2015).

A composição predominante de raios cósmicos em fluxos de baixas energias (até 10^{15} eV) é de próton e partículas α , onde o próton aparece com aproximadamente 60% e as partículas α com aproximadamente 25%, o restante da composição se distribui em outros núcleos.

Para identificar a composição de raios cósmicos com energias maiores (10^{15} eV até 10^{19} eV), são utilizados os detectores de superfície que medem o espectro de energia de diferentes tipos de partículas primárias. Quando os chuviscos atmosféricos são formados a partir da colisão da partícula primária na atmosfera, os telescópios de fluorescência conseguem detectar o rastro energético, sendo possível determinar a profundidade atmosférica atingida e o máximo de partículas secundárias, conhecido como X_{max} . O X_{max} apresenta uma relação com $\ln(E/A)$, onde E é a energia e A é a massa atômica do raio cósmico primário que originou o chuvisco. É interessante ressaltar que na média, o átomo de próton origina um chuvisco mais profundo que o chuvisco originado pelo átomo de ferro (Puget; Stecker; Bredekamp, 1976, p. 2).

Figura 2 – Abundância de raios cósmicos.

Abundância nuclear: raios cósmicos em comparação com o sistema solar



Fonte: Adaptado de Aguilar (2006).

É preciso levar em consideração que, nossos estudos sobre os UHECRs dependem, em grande parte, das partículas chegarem à Terra e por se tratarem de partículas carregadas com diferentes intensidades, estas interagem com campos magnéticos Galácticos e extra-galácticos. Núcleos com maiores cargas (e massas) sofrem maiores desvios quando comparados com os prótons, portanto, o X_{max} e estudos de anisotropia são influenciados por esses fatores.

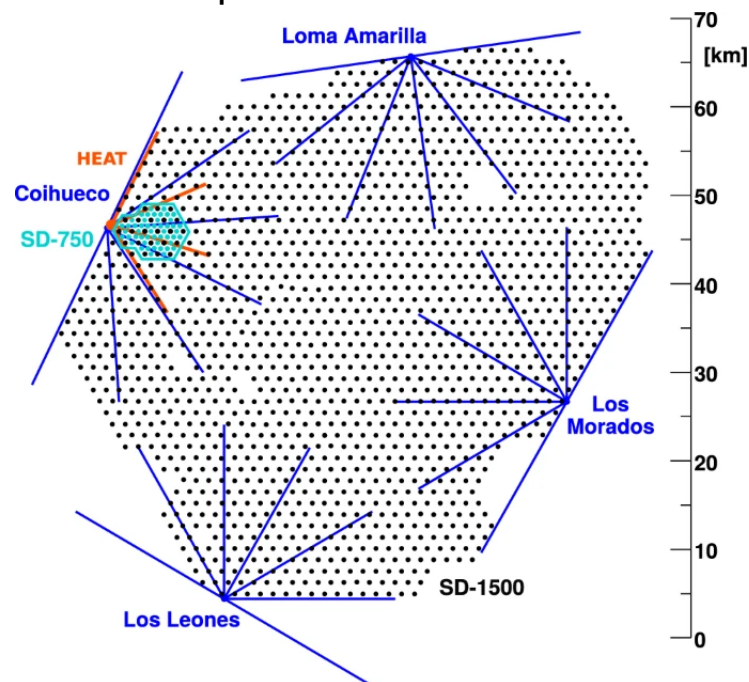
2 OBSERVATÓRIO PIERRE AUGER

O Observatório Pierre Auger foi projetado em 1992 por James Cronin e Alan Watson, com o propósito de estudar os UHECRs. Sua localização e área de observação foram essenciais para que as atividades fossem desenvolvidas de forma eficientes.

O Observatório Pierre Auger possui esse nome em homenagem ao físico francês Pierre Victor Auger (1899 – 1993), o qual pode ser considerado o descobridor dos chuviros atmosféricos gerados pelos UHECRs.

O Observatório Pierre Auger está localizado na região de Malargue, Mendoza, na Argentina. Essa região possui características climáticas ideais para realização das observações dos raios cósmicos (baixa umidade e alta altitude). Ainda hoje é considerada a maior área experimental do mundo em atividade. O observatório possui uma área de 3000 km² (o equivalente a duas vezes a áreas da cidade de São Paulo ou quase 7 vezes a área da cidade de Curitiba) (AUGER, 2019).

Figura 3 – Mapa esquemático do Observatório Pierre Auger. Os traços em azul demonstram o alcance dos telescópios de fluorescência (Los Leones, Coihueco, Los Morados e Loma Amarilla), e o laranja o HEAT (High Elevation Auger Telescopes), que também é um telescópio de fluorescência, mas com elevação maior. Os pontos em preto representam os 1660 detectores de superfície.



Fonte: Abreu P. (2021).

As instalações possuem 1660 detectores de superfície (surface detectors- SD) e 27 detectores de fluorescência (fluorescence detectors - FD) distribuídos em quatro prédios (Los Leones, Coihueco, Los Morados e Loma Amarilla), onde estes são chamados de telescópios de fluorescência com inclinação de 30°, e o HEAT (High Elevation Auger Telescopes), com uma inclinação de 30° a 58° (ABREU P., 2021).

Os SD são tanques com 12 mil litros de água ultrapura, internamente vedados, completamente escuros, para que não haja contaminação na captação de informações, demonstrados em primeiro plano na figura 4. Esses detectores estão separados por uma distância de 1500 metros uns dos outros e recebem a nomenclatura de SD – 1500. Também existem os detectores SD – 750 que estão posicionados próximo ao telescópio de fluorescência HEAT (região com cor ciano na figura 3), estão a 750 metros distantes uns dos outros, espalhados por 24 km². Os SD - 750 são utilizados para coletar dados na faixa de energia um pouco mais baixa que os SD – 1500, energias próximas de 10^{17} eV, enquanto que os SD - 1500 coletam dados de energias mais elevadas, na região do tornozelo do espectro (figura 1).

Quando uma partícula oriunda dos raios cósmicos ultra-energética atravessa um dos tanques do SD, emite uma radiação Cherenkov e ¹ o sinal dessa radiação é ampliado e percebido pelos sensores internos. Os SDs que são atingidos pelo UHECRs enviam essa informação para uma central de de processamento, a recepção desses sinais captados ocorre de forma quase instantânea. Registrar com precisão o momento em que os SDs são acionados é de extrema importância, pois a diferença temporal de captação dos SDs informará a direção da partícula primária no topo da atmosfera. Quando os UHECRs interagem com a atmosfera produzem o chuveiro de partículas secundárias, fazendo com que o nitrogênio presente no ar produza uma luz fluorescente. Os FDs possuem câmeras que conseguem captar esse efeito, informando a direção do chuveiro e energia, tornando possível inferir o X_{max} (AAB *et al.*, 2020).

Figura 4 – Detector de superfície e ao fundo, a direita, um dos prédios que abrigam os telescópios de fluorescência no Observatório Pierre Auger.



Fonte: Auger (2015).

2.1 Interação de UHECRs na Atmosfera

O chuveiro atmosférico, também conhecido como chuveiro atmosférico extenso, é formado pela decomposição da partícula primária do UHECR quando interage com os ga-

¹ A radiação Cherenkov ocorre quando em um determinado meio uma partícula se desloca mais rápido que a velocidade da luz, emitindo uma luz na faixa do ultravioleta ou do azul

ses atmosféricos, figura 5, gerando bilhões de partículas secundárias em um efeito cascata, estendendo-se por alguns quilômetros. O estudo do chuvaire atmosférico extenso é um processo complexo, pois trata-se da decomposição de núcleos pesados em menores, e estes em partículas subatômicas.

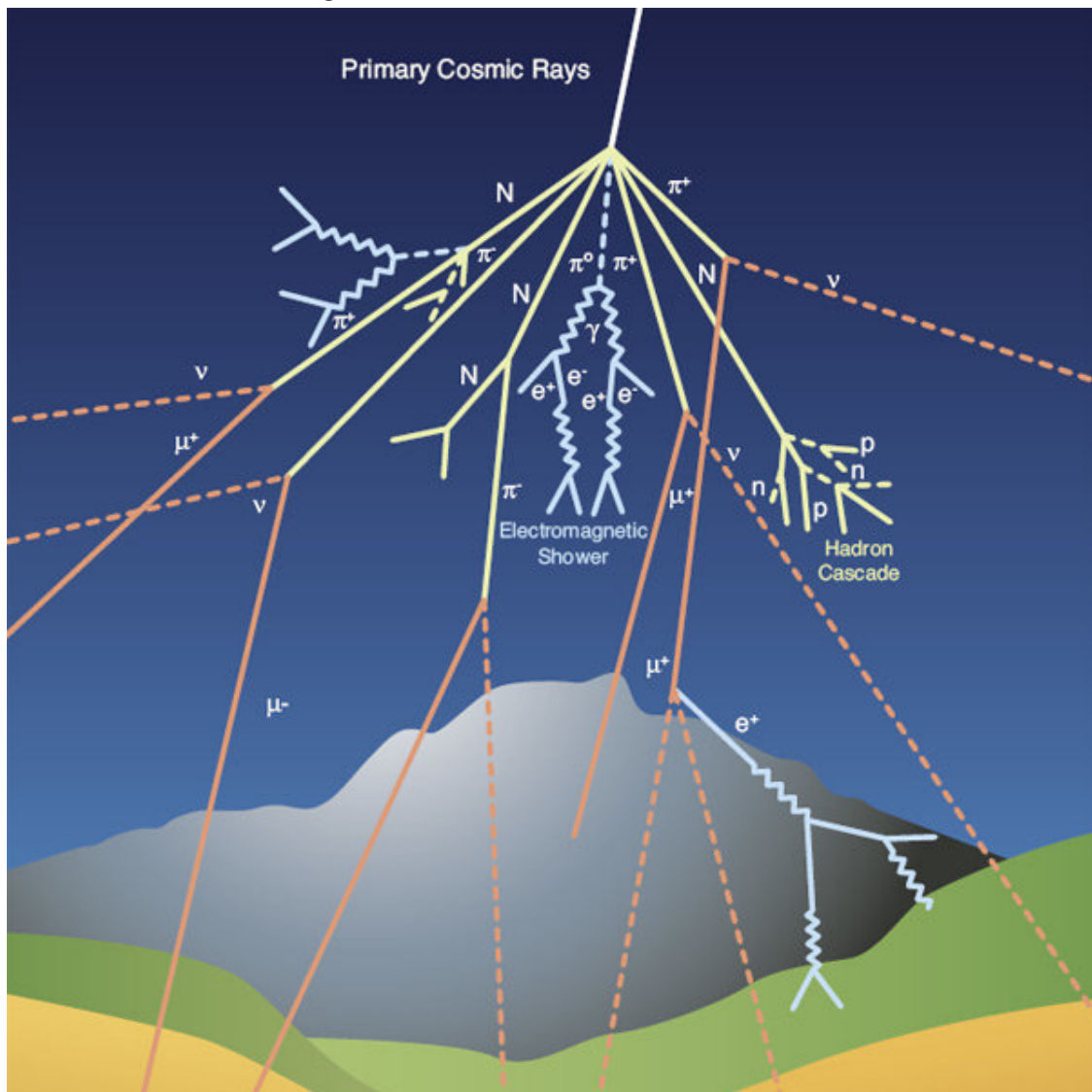
A produção de partículas secundárias no chuvaire atmosférico é limitada pela energia total (E_{tot}), no momento em que a partícula primária choca-se com os gases atmosféricos. Depois da primeira interação, o chuvaire se desenvolve e a E_{tot} se dissipa conforme as partículas secundárias surgem. Essas interações ocorrem muitas vezes, até que a energia contida na partícula não seja mais suficiente para que ocorra a quebra das mesmas, ocorrendo a atenuação, nesse instante o chuvaire atmosférico chegou no máximo do seu perfil longitudinal (MELLO, 2015).

Os físicos Gaisser e Hillas realizaram importantes contribuições no estudo do perfil longitudinal do chuvaire atmosférico. A função que parametriza o perfil longitudinal ficou conhecida como Gaisser-Hillas (GAISSER T., 2016):

$$N(X) = N_{max} \left(\frac{X - X_0}{X_{max} - X_0} \right)^{\frac{X_{max} - X_0}{\lambda(E)}} e^{-\frac{X_{max} - X_0}{\lambda(E)}}, \quad (2)$$

onde X_0 é a primeira interação, $\lambda(E)$ é o comprimento de interação e X_{max} é a profundidade máxima do chuvaire. A seção de choque está relacionada com a energia e a composição da partícula primária, pois elas são os parâmetros que irão controlar as características do chuvaire (X_0 , X_{max} e $\lambda(E)$). Experimentos com partículas com energias superiores a 10^{18} eV até o momento não são realizados em aceleradores. Os chuvaires atmosféricos formados por UHECRs são os únicos experimentos realizados, o que se torna um grande desafio, pois não existem referenciais dessa magnitude energética para identificação das partículas primárias. As partículas secundárias geradas nos chuvaires atmosféricos podem ser classificadas em três grupos, as partículas muônicas, hadrônicas e eletromagnéticas (MELLO, 2015).

Figura 5 – Chuveiro atmosférico extenso .



Fonte: Site - Observatório Pierre Auger (AUGER, 2022).

3 MECANISMOS DE ACELERAÇÃO DE RAIOS CÓSMICOS

Em 1949 o físico italiano Enrico Fermi, naturalizado nos Estados Unidos da América, propôs um mecanismo de aceleração de partículas. A proposta de Fermi afirma que os prótons de raios cósmicos são acelerados em um campo magnético em movimento, ou seja, são ondas de choques de plasmas magnéticos. Esse processo mostrou-se eficiente para explicação da aceleração de partículas de até 10^{17} eV (FERMI, 1949).

Para URECRs, que possuem energias superiores a 10^{18} eV, faz-se necessário outro mecanismo, estes porém, ainda são desconhecidos. Entretanto, existem modelos que tentam explicar esse processo de aceleração. Os principais modelos são: *Bottom-up* e *Top-down* (BEREZINSKY; KACHELRIESS; VILENKIN, 1997).

3.1 Modelos de aceleração *Top-down*

Partículas com energias maiores que 10^{20} eV foram detectadas pelo experimento AGASA (Akeno Giant Air Shower Array), localizado no Japão. Partículas com essa energia são incompatíveis com o corte GZK, por isso, fez-se necessário uma nova explicação para esse processo de aceleração, surgindo a proposta conhecida como *top-down* (AGASA, 2003). Entretanto, para que o modelo *top-down* fosse possível, seria necessário uma distribuição contínua de fontes de partículas de altíssimas energias em uma região bem próximas da Terra, gerando também um alto fluxo de neutrinos e raios γ , o que nunca foi registrado no Observatório Pierre Auger (ANJOS, 2014).

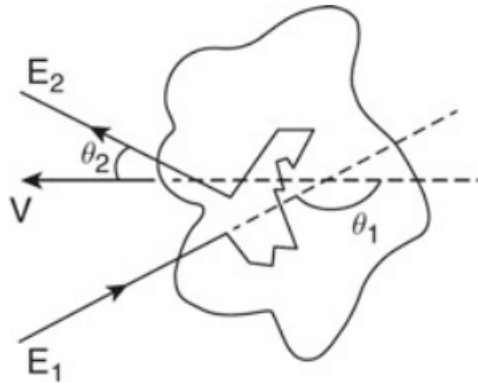
Os modelos *top-down* não se mostraram compatíveis com os dados obtidos no Observatório Pierre Auger, onde o espectro de raios cósmicos indica fontes extragalácticas (BEREZINSKY; KACHELRIESS; VILENKIN, 1997).

3.2 Modelos de aceleração *Bottom-up*

Fermi propôs um modelo de aceleração de partículas baseado em colisões estocásticas, onde nuvens de gases parcialmente ionizadas seriam capazes de interagir com uma partícula carregada com energia E_1 (velocidade v_1), no referencial "laboratório", alterando sua velocidade e também a direção da partícula. Ou seja, a mesma iria com uma fronteira móvel entre regiões de diferentes densidades, que por conterem campos magnéticos caóticos (gerado por partículas carregadas), a nuvem atuaria como um espelhador massivo, como demonstrado na figura 6 (ANGELIS; PIMENTA, 2018).

Consideremos uma nuvem com velocidade $\beta = V/c$ e θ_1 o ângulo inicial e θ_2 o ângulo final, tendo como referência a direção do vetor velocidade da nuvem. Defini-se $\theta = 1/\sqrt{1 - \beta^2}$.

Figura 6 – Interação de uma nuvem de gás com uma partícula carregada de raio cósmico.



Fonte: (ANGELIS; PIMENTA, 2018).

No referencial da nuvem a energia (relativística) da partícula E_1^* pode ser descrita como:

$$E_1^* \simeq \gamma E_1 (1 - \beta \cos \theta_1). \quad (3)$$

A nuvem possui massa muito maior que a da partícula e por isso no momento da colisão funciona como um "espelho magnético". Se usarmos a nuvem como referencial $E_2 = E_1^*$ (semelhante a colisão em uma parede sem perda de energia), no referencial de laboratório a energia depois da colisão pode ser descrita como:

$$E_2 \simeq \gamma E_2^* (1 + \beta \cos \theta_2^*) = \gamma^2 E_1 (1 - \beta \cos \theta_1) (1 + \beta \cos \theta_2^*). \quad (4)$$

A variação da energia relativa é dada por:

$$\frac{\Delta E}{E} = \frac{1 - \beta \cos \theta_1 + \beta \cos \theta_2^* - \beta^2 \cos \theta_1 \cos \theta_2^*}{1 - \beta^2}, \quad (5)$$

o grande número de espalhamentos individuais que as partículas sofrem dentro da nuvem, resulta no produto final, a colisão. Dessa forma, o ângulo de saída do centro de massa é randômico. A probabilidade P de um raio cósmico colidir com uma nuvem não é constante, a maior probabilidade de choque está relacionada à velocidade, é muito provável que a interação ocorra quando os agentes (nuvem e partículas), estão em rota de colisão e menos provável quando os agentes estão "fugindo" (ANGELIS; PIMENTA, 2018).

$$P \propto (v - V \cos \theta_1) \sim (1 - \beta \cos \theta_1). \quad (6)$$

$$\langle \cos \theta_1 \rangle \simeq \frac{\int_{-1}^1 \cos \theta_1 (1 - \beta \cos \theta_1) d \cos \theta_1}{\int_{-1}^1 (1 - \beta \cos \theta_1) d \cos \theta_1} = -\frac{\beta}{3}, \quad (7)$$

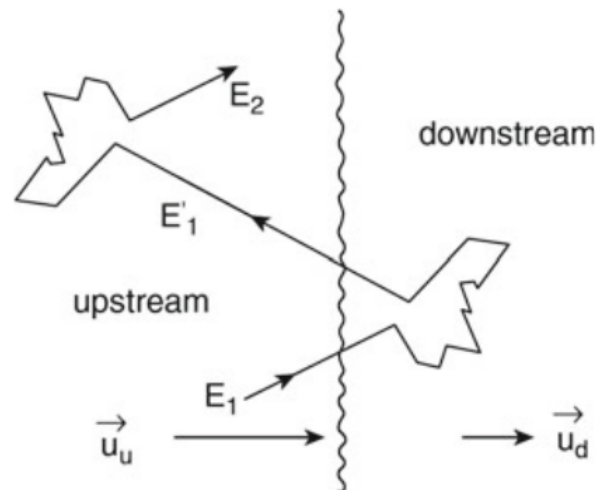
após a colisão a energia aumenta de forma considerável. Esse aumento ocorre em média, por um fator:

$$\left\langle \frac{\Delta E}{E} \right\rangle \simeq \frac{1 - \beta \langle \cos \theta_1 \rangle}{1 - \beta^2} - 1 \simeq \frac{1 + \beta^2/3}{1 - \beta^2} - 1 \simeq \frac{4}{3} \beta^2. \quad (8)$$

Esse processo é conhecido como mecanismo de segunda ordem de Fermi. Este não se mostra muito eficiente para acelerar partículas para energias muito altas, pois a energia que a partícula ganha é proporcional ao quadrado da velocidade da nuvem. Outro motivo seriam as velocidades randômicas de nuvens interestelares, que na galáxia são muito pequenas. $\beta \sim 10^{-4}$ (ANJOS, 2014).

Para explicar o espectro de energia dos raios cósmicos, faz-se necessário um ganho de energia linear em β , ou seja, no mecanismo de aceleração de Fermi de primeira ordem e uma solução plausível é o mecanismo de aceleração de choques difusivos (Diffusive Shock Acceleration - DSA). No mecanismo DSA, as nuvens de gases não estão distribuídas aleatoriamente, mas, estão correlacionadas como frentes de uma onda plana, que é uma região mais densa, agindo de forma similar a um pistão. Uma região de gás se choca com o "pistão", que avança em direção ao meio interestelar. Esse procedimento denota uma descontinuidade na massa total de gás. Para determinar essa descontinuidade e o deslocamento usa-se como referencial a região ou frente de choque. No referencial determinado, a região classificada como *upstream* desloca-se para a região do choque com velocidade U_u , enquanto que a região classificada como *downstream* desloca-se para longe da região do choque com velocidade U_d Angelis e Pimenta (2018).

Figura 7 – Aceleração de raios cósmicos para uma onda de choque difusa.



Fonte: (ANGELIS; PIMENTA, 2018).

Em um sistema de laboratório, uma partícula vinda do *upstream* para uma região *downstream* encontra uma colisão frontal com um gás magnetizado e com alta densidade, a partícula

inverte a direção da componente velocidade, podendo acontecer várias vezes devido os espelhos magnéticos, demonstrado na figura 7 (VIETRI, 2008).

3.3 Transição entre regiões de fontes de raios cósmicos galáctica e extragaláctica

A região do espectro de energia dos raios cósmicos que está entre 10^{17} e 10^{19} eV é chamada de tornozelo (*ankle*). Acredita-se que essa alteração ocorre devido a mudança de fontes Galácticas para fontes extragalácticas. Alguns modelos propõem descrever essa transição: os principais modelos são os modelos de Hillas, modelo dip e o modelo de composição mista. Nos modelos de Hillas leva-se em consideração o tamanho da região aceleradora de raios cósmicos e seu campo magnético. A região aceleradora não pode ser menor que o raio de Larmor da partícula acelerada, pois nesse ponto ocorrerá o escape (HILLAS, 1984).

Proposto por Berezhinsky, o modelo dip afirma que a composição predominante extragaláctica dos UHECRs é o próton. O dip é resultado da produção de par elétrons/pósitrons por conta da interação dos prótons com a radiação cósmica de micro-ondas (CMB - *cosmic microwave background*). O modelo dip não reproduz os dados para núcleos mais pesados, onde seria uma impossibilidade ocorrer composição de núcleos mais pesados, acima de 15% em energias superiores a 10^{18} eV. Outro problema é que os dados são produzidos apenas para índices espectrais maiores que 2.5 (BEREZINSKY; GAZIZOV; GRIGORIEVA, 2006).

Os modelos de composição mista afirmam que qualquer mecanismo de aceleração pode envolver diferentes núcleos, desde que no mecanismo envolva a presença de gás. Os modelos de composição mista apresentam algumas características: índice espectral menor que 2.5, a composição de prótons é predominante somente em energias maiores de 10^{19} eV, a composição mais pesada e mista aparece somente em energias menores que 10^{19} eV. Acredita-se que a região de transição de fontes Galácticas para fontes extragalácticas está em aproximadamente $3 * 10^{18}$ eV, região do tornozelo no espectro de raios cósmicos (ALLARD *et al.*,).

3.4 Aceleração de raios cósmicos extragalácticos

Acredita-se que a região correspondente às fontes extragaláctica de raios cósmicos, estaria localizada após a região do tornozelo (*ankle*), com energias a partir de 10^{18} eV e até mesmo acima de 10^{20} eV. Existem modelos que sugerem aceleração com campos magnéticos fracos e re-aceleração de jatos (ANJOS, 2014).

Para energias maiores que 10^{19} eV, foi prevista uma supressão de raios cósmicos, conhecida como corte GZK. A supressão ocorreria devido as perdas de energia por causa da interação dos raios cósmicos com a radiação cósmica, em especial pela fotoprodução de píons na RCM, (GREISEN, 1966; Zatsepin; Kuz'min, 1966). A equação 9, demonstra como ocorre essa desintegração do próton:

$$p + \gamma_{2.7K} = n + \pi^+ \quad (9)$$

$$p + \gamma_{2.7K} = p + \pi^0,$$

onde p representa o próton, $\gamma_{2.7K}$ é o gama da RCM com temperatura de 2.7 Kelvin, n representa o nêutron, o π^+ representa os píons. Entretanto, alguns Observatórios conseguiram detectar raios cósmicos com energias superiores a 10^{20} eV, ou seja, acima do corte GZK. O Observatório AGASA conseguiu detectar alguns desses eventos de ultra-energia, como descritos na tabela 1.

Tabela 1 – Eventos observados pelo experimento AGASA com energias superiores a 10^{20} eV

Data de detecção, hora (horário padrão no Japão), energia, ascensão reta e declinação.

<i>Date</i>	<i>Time(JST)</i>	<i>Energy>(*10²⁰eV)</i>	α	δ
1993 01 21	02:41	1.01	08h 17m	16.8 ^o
1993 12 03	21:32	2.13	01h 15m	21.1 ^o
1994 07 06	20:34	1.34	18h 45m	48.3 ^o
1996 01 11	09:01	1.44	16h 06m	23.0 ^o
1996 10 22	15:24	1.05	19h 54m	18.7 ^o
1997 03 30	07:58	1.50	19h 38m	-5.8 ^o
1998 06 12	06:43	1.20	23h 16m	12.3 ^o
1999 09 22	01:43	1.04	23h 03m	33.9 ^o
2001 04 30	19:00	1.22	11h 44m	36.3 ^o
2001 05 10	11:05	2.46	23h 54m	22.3 ^o
2002 04 09	17:53	1.21	05h 36m	29.0 ^o

Fonte: Adaptado de (AGASA, 2003).

4 FONTES DE RAIOS CÓSMICOS ULTRA-ENERGÉTICOS

A Via Láctea possui aproximadamente 25 Kpc de diâmetro e de acordo com o raio de Larmor ¹ é capaz de acelerar partículas a energias de 10^{15} eV, considerando um campo magnético de $3\mu G$. O joelho do espectro de energia está em uma região de 10^{15} eV até 10^{17} eV. Uma das teorias citadas para justificar essa alteração de energia das partículas é a mudança de composição dos raios cósmicos, de composições mais leves para composições mais pesadas. Os núcleos mais pesados são mantidos na Via Láctea e por isso, estão presentes em maior quantidade (TORRES; ANCHORDOQUI, 2004). O modelo mais aceito é o que afirma a dependência da energia máxima de aceleração com a carga do núcleo acelerado (HORANDEL, 2007).

Um dos grandes desafios à astrofísica de raios cósmicos atualmente é a identificação das fontes de UHECRs. Quando analisado o gráfico que relaciona o fluxo de raios cósmicos em relação à energia da partícula (figura 1), percebe-se que na região de partículas com energias maiores que 10^{19} eV, o fluxo diminui consideravelmente, contrariando a previsão do corte GZK. Levando em consideração que a justificativa para a existência do corte GZK é a interação com a radiação cósmica de fundo (*cosmic microwave background - CMB*), ocorrendo a fotoprodução de píons (fórmula 9), isso implica que quanto mais longe estiver a fonte, mais interação ocorrerá com a CMB, diminuindo a energia da partícula. Desta maneira, levantou-se a possibilidade dessas fontes de UHECRs estarem mais próximas. Uma outra questão interessante é o tipo de partícula detectada, que não foram somente prótons, mas também núcleos mais pesados, o que indica uma impossibilidade para fontes mais distantes. Para que ocorra o mecanismo de segunda ordem de Fermi são necessárias condições específicas, como por exemplo o raio que determina o tamanho da possível fonte ser maior que o raio de Larmor para determinada faixa de energia. O astrofísico Antony Hillas propôs uma equação que relaciona o tamanho das possíveis fontes com o campo magnético das mesmas (HILLAS, 1984):

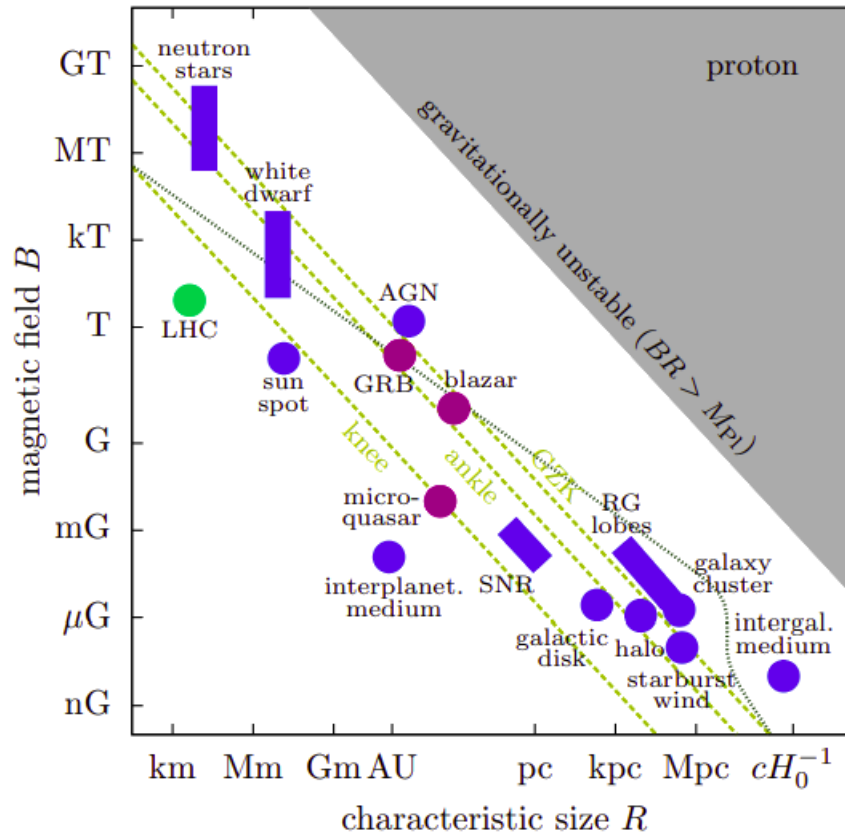
$$E_{max} = \beta Z \left(\frac{B}{\mu G} \right) \left(\frac{R}{kpc} \right) 10^{18} \text{ eV}, \quad (10)$$

onde β representa a velocidade da onda de choque, Z representa a carga do raio cósmico, B a intensidade do campo magnético em μG e R é o raio da região onde a partícula é acelerada em kpc (ANJOS, 2014).

A condição de Hillas deu origem a um diagrama que demonstra as possíveis fontes de raios cósmicos de acordo com sua faixa de energia, intitulado diagrama de Hillas, figura 8:

¹ Raio do movimento circular de uma partícula carregada em um campo magnético

Figura 8 – Diagrama de Hillas.



Fonte: (ANCHORDOQUI, 2019).

O diagrama de Hillas (figura 8), mostra vários candidatos a fontes de UHECRs, estes estão com a coloração em azul. As figuras roxas representam os blazares, *Gamma-ray bursts* (GRB - explosões de raios gama) e microquasares. O *Large Hadron Collider*, conhecido como LHC ou grande colisor de hádrons, está representado pelo círculo verde. As linhas tracejadas na cor verde mostram os limites inferiores para aceleradores de prótons no joelho (*knee*), com energia em torno de 10^{16} eV, a região do tornozelo (*ankle*), com energia em torno de 10^{18} eV e a supressão GZK com energia em torno de $10^{19.5}$ eV. A linha pontilhada na cor cinza representa o limite às perdas síncrotron e a interação dos prótons com os fótons da Radiação Cósmica de Fundo. A área superior direita na cor cinza representa ambientes astrofísicos com campo magnético extremamente alto, provocando uma instabilidade gravitacional (DOVA, 2015).

4.1 Galáxias *Starburst*

As galáxias chamadas de *Starburst* possuem uma taxa de formação estelar muito alta, estima-se que aproximadamente 25% da formação estelar do Universo próximo ocorram em galáxias *Starburst*. Muitos cientistas acreditam que na verdade, *Starburst* é uma fase de alta formação estelar das galáxias e que esta duraria aproximadamente 10^6 anos, devido o grande

consumo de gás na formação estelar (CONSELICE, 2003). A taxa de formação estelar em uma galáxia *Starburst* é muito superior a uma galáxia "tradicional", que também podemos chamar de galáxia ordinária, enquanto a taxa de formação estelar em uma galáxia ordinária como a Via Láctea é de aproximadamente $3M_{\odot}$ /ano, uma galáxia *Starburst* pode ser centenas de vezes maior (LICQUIA; NEWMAN, 2015). A razão provável à grande atividade na formação estelar é a colisão de galáxias em um processo de fusão, onde o choque de gases pode levar a condições que possibilitam a formação estelar. Essas condições são mais propícias em *redshift* altos, porém existem galáxias *Starburst* no chamado Universo local (distâncias inferiores a 300 Mpc), indicando a existência de outros mecanismos que geram as *Starburst* (WERLE, 2014).

A poeira aquecida por estrelas quentes irradia no infravermelho distante (FIR - *far-infrared*) e faz com que as *Starburst* emitam FIR como uma forte marca. Muitas galáxias foram descobertas pelo satélite IRAS (*Infrared Astronomical Satellite*) que continha a tecnologia de identificação do FIR (SCHNEIDER, 2015). A seguir estão descritas algumas galáxias *Starburst* abordadas nesse trabalho:

A galáxia M82, também conhecida como *Cigar galaxy*, demonstrada na figura 9, interage gravitacionalmente com a galáxia M81. A galáxia M82 foi descoberta pelo astrônomo alemão Johann Elert Bode, em 1774. Esta localiza-se a uma distância de 3.57 Mpc e pode ser visualizada próximo da constelação de Ursa Maior (GARNER, 2021).

Figura 9 – Galáxia M82.



Fonte: Nasa - (GARNER, 2021).

A galáxia NGC253, figura 10, é uma galáxia espiral localizada nos limites da constelação do Escultor. A NGC253 foi observada pela primeira vez pela matemática e astrônoma germano-britânica Caroline Herschel. Esta galáxia possui um alto teor de poeira e uma grande formação estelar e por isso é considerada uma *Starburst*.

A galáxia NGC4945 também é uma galáxia em espiral, figura 11, pesquisadores acreditam que esta galáxia é muito parecida com a Via-Láctea. Assim como as outras galáxias citadas, possui um brilho diferenciado devido a grande produção estelar. Acredita-se que no

Figura 10 – Galáxia NGC253.



Fonte: Nasa - (NEMIROFF; BONNELL, 2018).

centro desta galáxia exista um buraco negro de massa muito elevado. A NGC4945 encontra-se a uma distância de aproximadamente 4.4 Mpc, podendo ser identificada na constelação de Centauro (BOEN, 2017).

Figura 11 – Galáxia NGC4945.



Fonte: Nasa - (BOEN, 2017).

A M83 é considerada uma galáxia grande, demonstrada na figura 12, brilhante e bonita e está a uma distância de 4.7 Mpc, próximo a uma das extremidades da constelação de Hidra. Braços espirais destacados e uma grande quantidade de estrelas azuis fizeram com que fosse conhecida como Cata-vento do Sul. A parte avermelhada, região de grande formação estelar, também é um destaque que foi conferido um outro apelido, a galáxia dos Mil Rubis.

A galáxia NGC1068, demonstrada na figura 13, também presente no catálogo Messier como M77, em um primeiro momento foi identificada como uma nebulosa pelo astrônomo francês Pierre Méchain, em 1780. Sua distância é de aproximada 14.7 Mpc na constelação de Cetus (GARNER, 2017a). Observações em vários comprimentos de onda mostram que algumas galá-

Figura 12 – Messier 83 (The Southern Pinwheel)



Fonte: Nasa - (GARNER, 2017b).

xias, incluindo a NGC1068, mostram uma contribuição não térmica em sua região central. Elas podem ser classificadas como AGN (núcleos ativos de galáxias) e também como *Starburst*, por isso possuem um interesse especial, pois as duas características, mesmo que isoladamente, são consideradas como potenciais fontes de raios cósmicos ultra-energéticos (EICHMANN *et al.*, 2022).

Figura 13 – NGC1068 (M77)



Fonte: Nasa - (GARNER, 2017a).

5 PROPAGAÇÃO DE RAIOS CÓSMICOS DE ULTRA-ENERGIA

5.1 Radiação de fundo

O Universo está permeado por radiações de vários tipos, com diferentes mecanismos e características. Quando analisa-se a luminosidade da radiação de fundo no Universo, se consegue classificá-las em três principais componentes onde os fótons, prótons, neutrinos e núcleos irão interagir com frequências específicas.

Cosmic Optical Background (COB): Esta radiação inclui a radiação infravermelho próximo à radiação no visível e no ultravioleta.

Cosmic Infrared Background - (CIB): Alguns autores ainda utilizam da definição da *Extragalactic Background Light (EBL)*, nela se encaixariam a radiação infravermelho, visível e ultravioleta, ou seja, a radiação EBL englobaria a radiação COB e a radiação CIB. A CIB é originada na emissão infravermelha de galáxias empoeiradas no momento de formação estelar (MCCARTHY; MADHAVACHERIL, 2021).

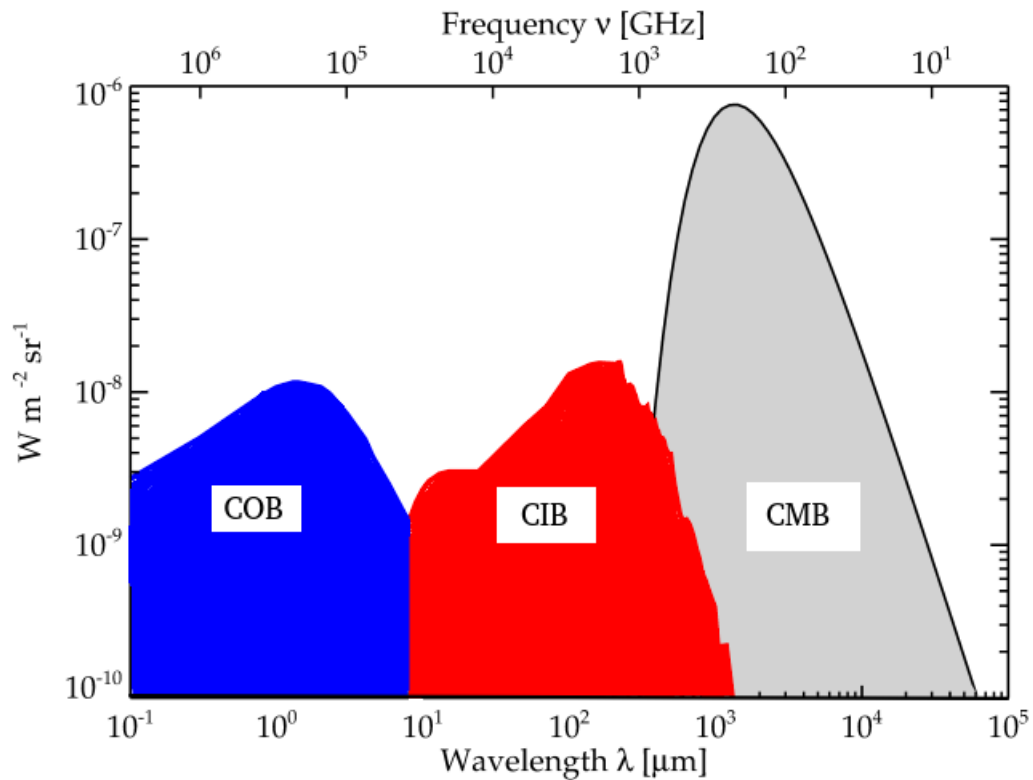
Cosmic Microwave Background (CMB), também conhecida como Radiação Cósmica em Micro-ondas (RCM), teve origem em um universo jovem, de aproximadamente 400 mil anos de idade, com um processo relacionado com o período inflacionário do Universo (SOUZA, 2015). A figura 14 mostra as radiações e suas contribuições.

5.1.1 Radiação cósmica de Fundo em Micro-ondas - *Cosmic Microwave Background (CMB)*

A radiação cósmica de fundo em micro-ondas traz informações importantes sobre os primórdios do Universo. É um tipo de radiação eletromagnética que permeia todo o Universo. A CMB foi prevista pelos físicos George Gamow, Ralph Alpher e Robert Herman no final dos anos de 1940, porém as evidências experimentais vieram mais tarde e de forma bem inusitada. Os físicos Arno Penzias e Robert Wilson estavam envolvidos com trabalhos relacionados à radiação em micro-ondas, mas com outros propósitos, até que perceberam que existia um ruído presente em suas detecções, não importasse a direção e a hora em que os detectores fossem apontados. Eles estavam diante de uma prova experimental da CMB. A figura 15 demonstra os dados gráficos da CMB obtidos pela sonda WMAP e o satélite PLANCK. (VILLELA; FERREIRA; WUENSCH, 2004).

Nos primeiros períodos do Universo em altos *redshifts*, o plasma quente e a radiação formavam uma opacidade em todo o cosmo. Com a expansão do Universo, o mesmo foi resfriando, o que permitiu a formação de átomos mais estáveis. Dessa forma, os fótons térmicos não eram mais absorvidos, tornando o Universo transparente. A CMB é altamente isotrópica, pois seu surgimento está interligado com a expansão do Universo e sua temperatura gira em torno de 2.725 ± 0.002 K (Puget; Stecker; Bredekamp, 1976). O espectro da radiação cósmica de

Figura 14 – Espectro da Radiação de Fundo das componentes: COB (óptico), CIB (infravermelho) e CMB (micro-ondas).



Fonte: Adaptado - (SOUZA, 2015).

fundo em micro-ondas é a densidade de fótons que está distribuída nos parâmetros da função de Planck:

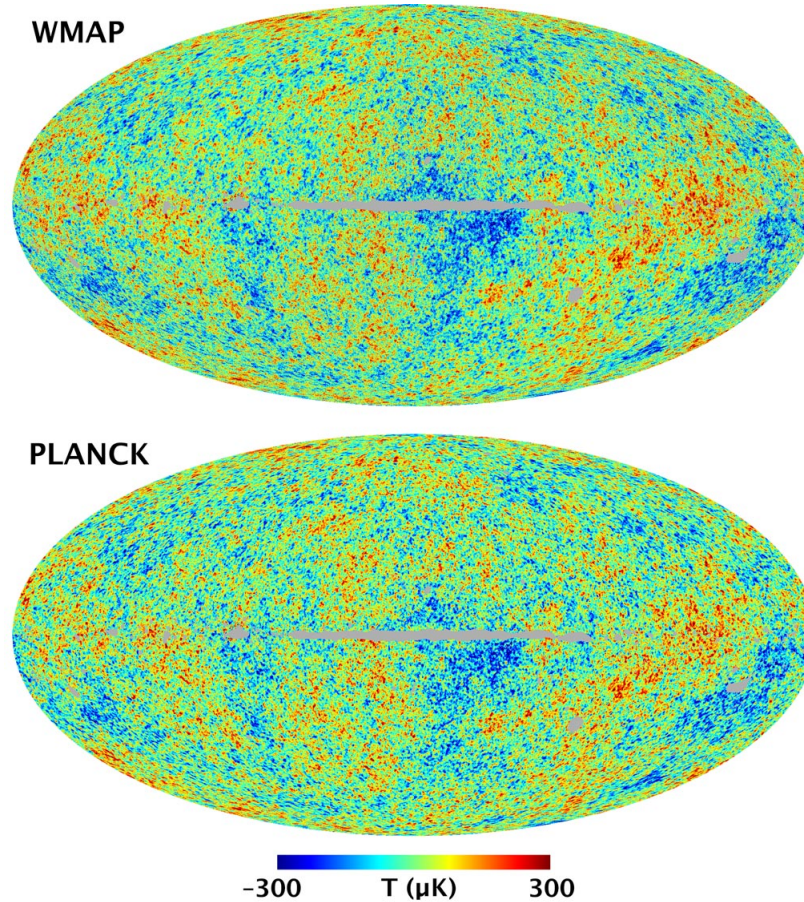
$$n(\epsilon) = \frac{1}{(\hbar c)^3 \pi^2} \frac{\epsilon^2}{(e^{\epsilon/kT} - 1)}, \quad (11)$$

onde $n(\epsilon)$ representa o número de fótons, \hbar é a constante de Planck com o valor de 6.6×10^{-16} eV.s, c é a velocidade da luz no vácuo com valor de 2.99792458×10^8 m.s $^{-1}$ e k é a constante de Boltzmann com valor de 8.6×10^{-5} eV.K $^{-1}$ (ANJOS, 2014).

5.1.2 Radiação Cósmica Infravermelha (RCI) - *Cosmic Infrared Background* (CIB)

A Radiação cósmica infravermelha tem origem extragaláctica e é descrita por um espectro de formação e evolução de galáxias e estrelas, uma vez que é reconhecido que a radiação cósmica infravermelha está associada com a formação estelar, pode-se fazer uma correlação com a evolução das galáxias. Uma das dificuldades existentes para a coleta de dados com maior precisão é o fato da poeira cósmica estar inserida nesse meio de formação (GILMORE *et*

Figura 15 – Imagem dos dados da radiação cósmica de fundo em micro-ondas obtidos pela sonda WMAP e pelo satélite Planck em comparação.



Fonte: (NASA, 2018).

al., 2012). O telescópio James Webb poderá trazer novos dados com maiores precisões a esse respeito (YAN *et al.*, 2022).

Existem vários modelos cosmológicos construídos a partir dos experimentos realizados pelas principais agências de pesquisas do mundo. As mais importantes medidas da radiação cósmica infravermelha foram realizadas pelos satélites COsmic Background Explorer (COBE), InfraRed Telescope in Space (IRTS) e mais recentemente o satélite especial James Webb (YAN *et al.*, 2022).

5.1.3 *Extragalactic Background Light (EBL)*

A EBL é também um campo de radiação que permeia todo Universo e que abrange os comprimentos de ondas do infravermelho ao ultravioleta, passando pelo espectro do visível. Ela é produzida durante os processos de formação de estrelas e evolução das galáxias. O conhecimento sobre a EBL mostra-se extremamente importante para o estudo da propagação dos UHECRs devido sua interação com os núcleos, principalmente os mais pesados que sofrem o

processo de fotodesintegração. O conhecimento sobre a EBL cresceu muito na última década e com os avanços tecnológicos, surgindo vários modelos e aprimoramento dos já existentes, como por exemplo: Guilmore, Domínguez, Stecker, Franceschini e outros. Esses avanços permitiram evoluções em previsões onde a detecção de ondas ainda não é possível, como também na convergência metodológica (DOMÍNGUEZ *et al.*, 2019).

O estudo da propagação de raios cósmicos é de extrema importância para a detecção das possíveis fontes de UHECRs, uma vez que acredita-se que essas fontes são extragalácticas. A interação dos UHECRs durante seu percurso é inevitável, pois os mesmos percorrem grandes distâncias (mesmo as fontes mais próximas como as galáxias *Starburst* propostas neste trabalho) até serem detectados. Para o estudo da propagação, faz-se necessário levar em consideração as perdas de energia e a interação com os campos magnéticos. No presente estudo levar-se-á em consideração a deflexão dos UHECRs causada pelo campo magnético da Via Láctea e os processos de perda de energia. Para simular a interação dos dos UHECRs com o meio intergaláctico foi utilizado o CRPropa3 e para análise do desvio do campo magnético provocado pela da Via Láctea foi utilizado o CRT.

5.2 Processo de perdas de energia

O processo de perda de energia precisa ser levado em consideração nas simulações, pois não há dados diretos desse processo devido a impossibilidade de medições *in loco* por razões de tecnologia, entretanto, sabe-se que os processos de perda de energia estão ocorrendo, são eles: perdas adiabáticas, produção de pares, fotoprodução de píons, fotodesintegração, espalhamento Compton e emissão síncrotron (ANJOS, 2014).

5.2.1 Perdas adiabáticas

Levando em consideração que as fontes de UHECRs são extragalácticas, é necessário uma atenção especial aos efeitos da expansão do Universo, pois este efeito pode resultar em perdas de energia, que em grandes distâncias, podem se tornar significativas. Quando o Universo se expande, a trajetória percorrida pelos raios cósmicos também aumenta, ocorrendo uma atenuação da energia (BATISTA; SCHIFFER; SIGL,). Neste estudo se propõe como fontes de UHECRs, galáxias *Starburst* que estão a distâncias inferiores a 15 Mpc. Essas galáxias são consideradas muito próximas em parâmetros cosmológicos, onde a expansão cosmológica não provoca efeitos significativos na perda adiabática. A equação utilizada para descrever essa perda adiabática de energia está descrita a seguir:

$$E = \frac{E_0}{1+z}, \quad (12)$$

sendo E a energia resultante, E_0 a energia inicial da partícula e z o *redshift*. Levando-se em consideração que a galáxia mais distante tratada neste trabalho é a NGC1068 (M77), que possui um $z = 0.00379$ e deixa evidente, portanto, que os efeitos da perda de energia pela expansão do Universo é irrelevante.

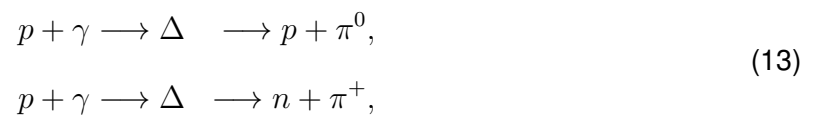
5.2.2 Produção de pares

A produção de pares ($A + \gamma \longrightarrow A + e^+ + e^-$), ocorre quando um fóton colide com um núcleo e sua energia é cedida para o núcleo, gerando um par de partículas elétron-pósitron. O pósitron é uma antipartícula, com características semelhantes a do elétron, porém com carga positiva. Quando ocorre a colisão entre o fóton e o núcleo, a perda de energia dos núcleos é pequena. A energia do fóton é transferida ao núcleo e distribuída igualmente para formação do elétron-pósitron nessa interação. Apesar do elétron e do pósitron possuírem a mesma energia, elas se alteram a medida que eles se afastam do núcleo, pois o pósitron tem carga positiva, sendo assim repelido pelo núcleo devido a força Coulombiana, ganhando energia, enquanto que o elétron, como possui carga oposta a do núcleo, é freado pela força atrativa (EISBERG; RESNICK, 1985). No caso estudado, os fótons são da radiação cósmica de micro-ondas (CMB).

A perda de energia por produção de pares é inversamente proporcional ao livre caminho médio e dependente da densidade de fótons no meio, pois quanto maior a quantidade de fótons maior será a interação. O livre caminho médio é a distância percorrida pela partícula entre duas colisões sucessivas com os fótons.

5.2.3 Fotoprodução de píons

A fotoprodução de píons está relacionada de forma significativa com a supressão GZK, pois ela ocorre em raios cósmicos com energias próximas a $5 * 10^{19}$ eV. Os prótons com altas energias (50 EeV) interagem com a CMB, ocorrendo a produção de píons:



sendo p o próton, γ representa o gama, Δ a ressonância delta de massa 1232 MeV e π o pión (MOCELLIN, 2022). A fotoprodução de píons é também responsável pela produção de raios gama devido a interação hadrônica. Um dos quesitos para que ocorra a fotoprodução de píons é que o núcleo alcance uma energia acima do *threshold*, que pode ser considerado como um limiar de energia. Para o próton, esse limiar de energia é aproximadamente 280 MeV. O processo de fotoprodução de píons é ainda capaz de gerar raios gamas secundários com o decaimento dos píons formados nessa interação.

5.2.4 Fotodesintegração

O processo de fotodesintegração é muito relevante para núcleos mais pesados ($A \geq 2$). Ele é o principal responsável pela perda de energia dos núcleos. No processo de fotodesintegração, um núcleo interage com os fótons e sofre desintegrações parciais, transformando-se em núcleos mais leves. Estes por sua vez, interagem com a radiação cósmica de fundo (CMB). Durante o processo ocorre a Ressonância Dipolar Gigante, também conhecida como *Gigant Dipole Resonance (GDR)*. A GDR atua em núcleos com energias entre 10 a 30 MeV. Núcleos com energia superior a 30 MeV e até 150 MeV, ocorre o efeito *quasi-deuteron (QD)*, onde o fóton interage com um par de núcleon quando estes ainda estão no núcleo, otimizando sua divisão, podendo inclusive gerar outros núcleos. Para núcleos com energias acima de 150 MeV a ressonância bariônica mostra-se dominante na maioria dos casos, ocorrendo a produção de mésons. Para núcleos com energias superiores a 1 GeV ocorre a foto fragmentação (*photo-fragmentation - PF*). Na PF o núcleo é fragmentado em outros menores conservando a massa total (LETESSIER-SELVON; STANEV, 2011) .

5.2.5 Espalhamento Compton inverso

O espelhamento Compton inverso é o principal mecanismo de produção de fótons *Very High Energy (VHE)* em fontes astrofísicas. Pósitrons e elétrons em velocidades relativísticas chocam-se com fótons não tão energéticos e transferem parte de sua energia para esses fótons. Dependendo da energia das partículas (elétron ou pósitron) e do fóton, a relação pode tomar três caminhos diferentes: seção de choque Thomson, seção de choque Klein-Nishina ou Klein-Nishina aproximada.

A Seção de choque Thomson é conhecida como regime Thomson. Nesse caso os fótons gerados seguem a forma espiral dos fótons iniciais. No regime Klein-Nishina, o espectro tem um forte corte, o qual é determinado pela energia máxima dos elétrons participantes. Os processos hadrônicos de decaimento de π^0 e espalhamento Compton inverso são as fontes mais importantes de raios gama VHE (ANJOS, 2014). Como estes não possuem cargas elétricas, não sofrem desvios de campos magnéticos, diferentemente de raios cósmicos formados por núcleos atômicos.

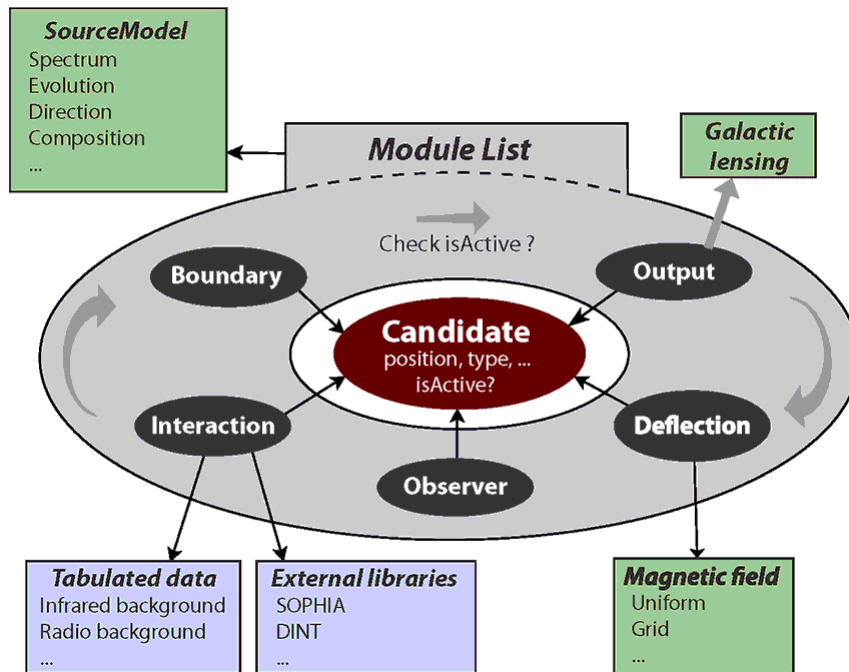
5.2.6 Emissão síncrotron

A emissão síncrotron está relacionada aos campos magnéticos e é considerada um processo não térmico que ocorre a partir da aceleração de elétrons. Pode contribuir para o campo de fótons presentes em várias regiões do Universo, ocorrendo a interação com os raios cósmicos (DERMER; RAZZAQUE, 2010).

5.3 CRPropa3

CRPropa é um programa de código aberto (*software open source*) de simulação de UHECRs, amplamente utilizada na comunidade científica dedicada ao estudo de raios cósmicos ultra-energéticos. O CRPropa leva em consideração variáveis que influenciam de maneira significativa, principalmente os diversos processos de perdas de energias, como a produção de píons, fotodesintegração e produção de pares. O programa apresenta uma grande flexibilidade, sendo programado em C++ e tendo uma interface em python. O CRPropa3, versão utilizada neste trabalho é organizado em módulos, para que o usuário consiga especificar quais seriam os módulos utilizados em cada etapa da investigação, figura 16. O usuário pode ativar cada um dos módulos em diferentes simulações, realizando análises qualitativas e quantitativas (BATISTA *et al.*, 2016).

Figura 16 – Estrutura modular organizacional do software CRPropa3.



Fonte: (BATISTA *et al.*, 2016).

Para utilização do CRPropa3 é necessário adicionar os parâmetros iniciais: tipo de partícula, quantidade, posição, localização da fonte e etc. Existem vários modelos que descrevem a EBL e IRB no programa. O CRPropa permite a escolha de diferentes modelos na simulação. Alguns desses são Kneiske 2004, Stecker 2005, Franceschini 2008, Finke 2010, Dominguez 2011, Gilmore 2012 (HEITER *et al.*, 2018).

O programa CRPropa3 considera as diferentes interações de perda de energias. A taxa de interação com energia E , massa m e velocidade $\beta \approx 1$ de um núcleo de próton, em um dado campo de radiação isotrópico é definido pela equação a seguir:

$$\lambda^{-1}(E) = \frac{1}{8\beta E^2} \int_0^\infty \frac{n(\epsilon)}{\epsilon^2} \int_{s_{th}}^{s_{max}} \sigma(s) (s - m^2 c^4) ds d\epsilon, \quad (14)$$

onde $n(\epsilon = dn/d\epsilon)$ é a densidade de número de fótons por intervalo de energia $d(\epsilon)$ e $\sigma(s)$ é a secção transversal do processo, s representa o momento de energia. s_{th} é um mínimo necessário para produção de partículas secundárias. O termo $s_{max} = 4E\epsilon + m^2$ que representa uma colisão frontal entre o raio cósmico e um fóton de energia ϵ (HEITER *et al.*, 2018).

Vários processos de interação e decomposição de núcleos dependem da densidade de fótons. A formula a seguir representa a taxa de densidade e probabilidade da função, em inglês probability density function (PDF) (HEITER *et al.*, 2018).

$$PDF(\epsilon; E) \propto \frac{d\lambda^{-1}}{d\epsilon}(E). \quad (15)$$

O cálculo das interações de núcleos com os fótons têm um custo computacional alto, por isso as taxas tabuladas, ou seja, calculadas anteriormente, verificando-se os valores das variáveis. As taxas de interação são calculadas separadamente para cada processo e modelo de campo de fótons. O *redshift* é controlado por um fator de escala $s(z)$. Os parâmetros iniciais são definidos para $z = 0$, com a alteração do fator $s(z)$ pode-se realizar as simulações para qualquer *redshift*.

$$\lambda^{-1}(E, z) = (1 + z)^2 s(z) \lambda^{-1}(E(1 + z), z = 0), \quad (16)$$

a alteração do *redshift* é relevante para a IRB e a EBL (BATISTA *et al.*, 2016).

6 MODELO DE CAMPO MAGNÉTICO GALÁCTICO

O campo magnético da Via Láctea tem grande influência na direção de chegada dos UHECRs. Essa interação provoca deflexão desses raios cósmicos. Não é possível observar diretamente o campo magnético Galáctico (*Galactic magnetic field* - GMF), como é feito com experimentos de bancada, porém podemos observar seus efeitos. Os campos magnéticos estão permeando a Galáxia e se estendem além do disco Galáctico, presente em estrelas, supernovas remanescentes, pulsares e nuvens interestelares. O campo magnético da Galáxia possui uma força na ordem de micro-Gauss (μG), como observado anteriormente na figura 8 representando o diagrama de Hillas (JANSSON; FARRAR, 2012).

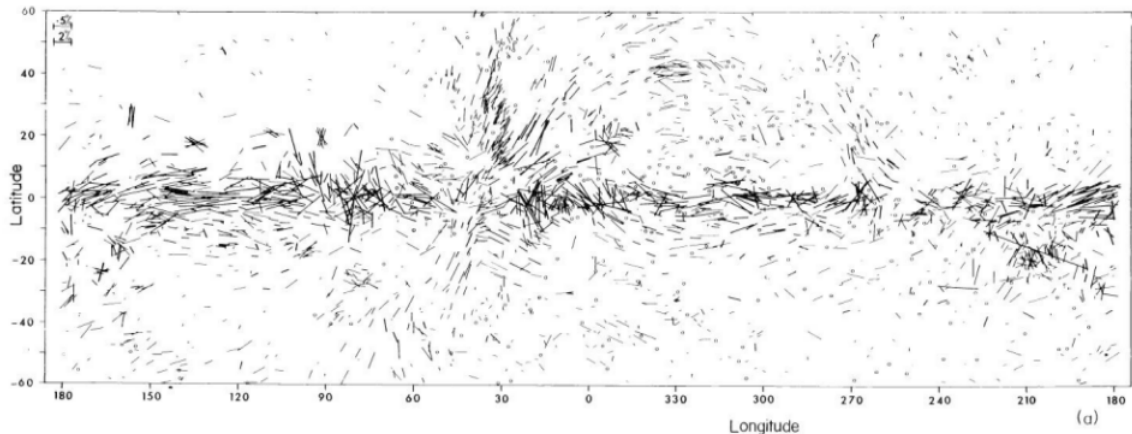
6.1 Métodos de observação

Pode-se observar e estudar várias galáxias, aprender sobre sua evolução, morfologia, quantificar seus grupos de componentes e extrair vários dados, isso porém torna-se um grande desafio quando esta é a Via-láctea, pelo fato de estarmos nela. Não obstante dessa realidade, também se aplicam às questões sobre o campo magnético. Numa tentativa de realizar estudos para compreendê-lo, foram desenvolvidos métodos de "observação" do campo magnético, os quais foram divididos em quatro categorias: polarização da luz estelar, efeito Zeeman, emissão de radiação síncrotron e rotação de Faraday.

6.1.1 Polarização da luz estelar

A luz é uma onda eletromagnética não polarizada, porém, observa-se que as luzes emitidas por estrelas são polarizadas. Os astrônomos William Albert Hiltner e Alfred Mikesell foram os primeiros a observarem a polarização da luz estelar. Heiter *et al.* (2018) Hall e Mikesell (1949). Em 1951 Leverett Davis e Jesse Leonard Greenstein, ambos pesquisadores no Instituto de Tecnologia da Califórnia, em 1951, foram os primeiros a propor que a polarização das luzes das estrelas estavam relacionadas com os grãos de poeira, que interagem com o campo magnético Galáctico e alinhavam-se de tal forma que conseguiam polarizar a luz das estrelas (Davis L.; Greenstein, 1951). Quase duas décadas mais tarde, Mathewson e Ford realizaram uma pesquisa observando a polarização de 1800 estrelas (figura 17), confirmando a hipótese de Davis e Greenstei. Esse trabalho tem grande importância no estudo do campo magnético Galáctico, porém sua análise é qualitativa (Mathewson; Ford, 1970).

Figura 17 – Resultado publicado por Mathewson e Ford da observação de 1800 estrelas com suas luzes polarizadas.



Fonte: (Mathewson; Ford, 1970).

6.1.2 Efeito Zeeman

O efeito Zeeman ocorre necessariamente com a presença de um campo magnético externo ao átomo ou molécula, geralmente esse campo magnético é constante, ocorrendo o desdobramento dos níveis de energia dos átomos. O efeito Zeeman foi utilizado para realizar a medição do campo magnético da Galáxia, verificando o desdobramento das linhas espectrais do gás presente no meio interestelar. Uma vantagem desse método é que a verificação é diretamente no local (KRONBERG, 1994).

Uma das dificuldades é que o desvio da frequência provocado pelo campo magnético é muito sutil comparado com a largura térmica das linhas. Em 1957 Bolton e Wild tornam-se os primeiros a estimarem o campo magnético utilizando o método do efeito Zeeman (Bolton e Wild (1957)), e por volta de uma década depois essa verificação é realizada (Davies; Booth; Wilson, 1968).

6.1.3 Emissão de Radiação Síncrotron

A emissão síncrotron ocorre quando elétrons ou pósitrons são acelerados às velocidades relativísticas em movimentos circulares. As galáxias realizam emissão síncrotron devido o campo magnético existente que proporciona o movimento de elétrons e pósitrons. A fórmula a seguir demonstra a maneira de verificar a intensidade do campo magnético Galáctico.

$$B_{\perp} \propto ((1 - k)jv)^{\frac{2}{\gamma+5}}, \quad (17)$$

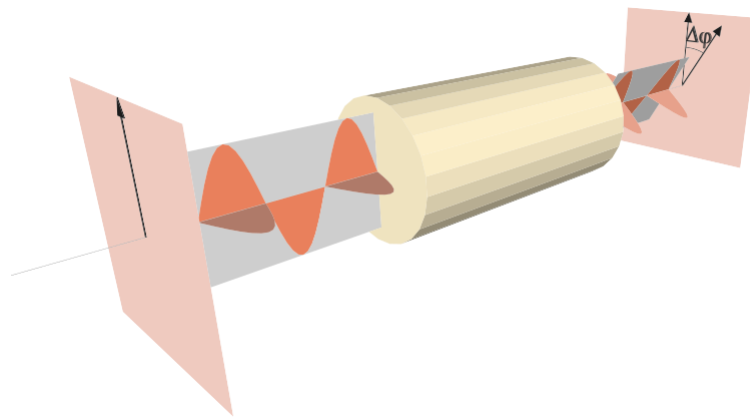
onde B_{\perp} é a componente do campo magnético perpendicular à linha de visada, k é a energia total de núcleos pesados e elétrons, jv a emissividade total e γ sendo o índice espectral. O

desenvolvimento e dedução da equação pode ser acompanhado no trabalho do pesquisador Lawrence M. Widrow de 2002, *Origin of galactic and extragalactic magnetic fields* (WIDROW, 2002).

6.1.4 Rotação Faraday

A rotação Faraday é um efeito óptico-magnético que ocorre quando uma rotação no plano de polarização de uma onda eletromagnética sofre influência de um campo magnético posicionado paralelamente a direção de propagação, como demonstrado na figura 18.

Figura 18 – Ilustração da rotação de uma onda eletromagnética polarizada ao passar por um campo magnético - Rotação de Faraday



Fonte: (BATISTA, 2012).

6.2 Modelo de Campo Magnético Galáctico Jansson-Farrar

Existem vários modelos de campo magnético Galáctico, porém o mais atual e utilizado de forma eficiente nas simulações é conhecido como Jansson-Farrar (JF12), criados por Ronnie Jansson e Glennys R. Farrar, publicados no artigo "*A NEW MODEL OF THE GALACTIC MAGNETIC FIELD*", em 2012. Esse modelo é considerado mais generalizado, através do mapa Galáctico de emissão síncrotron *WMP 7* e mais de quarenta mil rotações extragalácticas (JANSSON; FARRAR, 2012).

6.2.1 Componentes do modelo JF12

o modelo JF12 é composto por três componentes: campo regular em grande escala, campo aleatório estriado e campo aleatório de pequena escala.

O campo regular de grande escala precisa ser modelado em três regiões diferentes, são elas: disco, halo toroidal e a componente fora do plano. Apesar dessas regiões serem modeladas separadamente, seus resultados não são divergentes. O campo regular em grande escala está alinhado com dados observáveis para emissão total de síncrotron, emissão de síncrotron polarizada e a medida de rotação de Faraday.

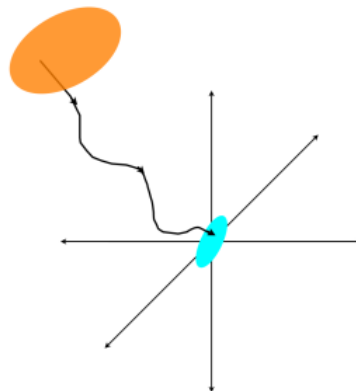
O campo aleatório estriado possui orientações alinhadas com um determinado eixo em grande escala, mas em pequenas escalas seu sinal e magnitude variam. O campo aleatório estriado contribui para a emissão total e polarizada de síncrotron, porém, na medida de rotação não tem contribuição às de rotação, isso ocorre devido a irregularidade no sinal.

O campo aleatório em pequena escala, também conhecido como randômico, tem uma área de coerência de 100 pc ou menos, contribuindo apenas à emissão total síncrotron (JANSSON; FARRAR, 2012).

6.3 CRT - Simulando Campo Magnético Galáctico

O CRT é um programa escrito na linguagem C++ de código aberto (*open source*), que calcula a deflexão dos raios cósmicos de ultra-energia devido a interação com o campo magnético Galáctico. O CRT tem a capacidade de rastrear os raios cósmicos nos dois sentidos, da direção da fonte de injeção até o detector ou do detector à direção da fonte de injeção, porém, no interior de nossa galáxia, como mostra o esquema gráfico na figura 19. O CRT não leva em consideração as perdas de energias durante o processo, mas as características das partículas, como por exemplo, sua carga e massa, pois isso será relevante para o cálculo dos desvios.

Figura 19 – Esquema de propagação do UHECR (linha preta irregular), da fonte injetora (em laranja), até o detector (em azul)



Fonte: (SUTHERLAND; BAUGHMAN; BEATTY, 2010).

O CRT (Cosmic Ray tracking), considera um detector único, com orientação Galactocêntrica. Esse detector terá o formato de um disco e posicionado de forma perpendicular ao raio

cósmico de chegada, como demonstrado na figura 19 (SUTHERLAND; BAUGHMAN; BEATTY, 2010).

Para a utilização do CRT faz-se necessário adicionar certos parâmetros, como por exemplo o modelo galáctico (que no nosso caso utilizamos o JF2012), número de partículas, *redshift*, o espectral na fonte a energia mínima e máxima na fonte, a massa do núcleo e sua carga.

Neste trabalho, realizamos as simulações levando em consideração somente os desvios provocados com a interação da Via Láctea, devido a proximidade das fontes estudadas. Fizemos a análise dos desvios com os núcleos de hélio, nitrogênio silício e ferro. Para a análise das simulações, foi realizado um plot das posições dos núcleos dos raios cósmicos desviados em um *skymap* com coordenadas galactocêntricas, facilitando assim a visualização para análises qualitativas e para percebermos os desvios os dados foram plotados em um gráfico demonstrando os graus de desvios relacionados com a faixa de energia desses raios cósmicos, que pode ser observada posteriormente na figura 34

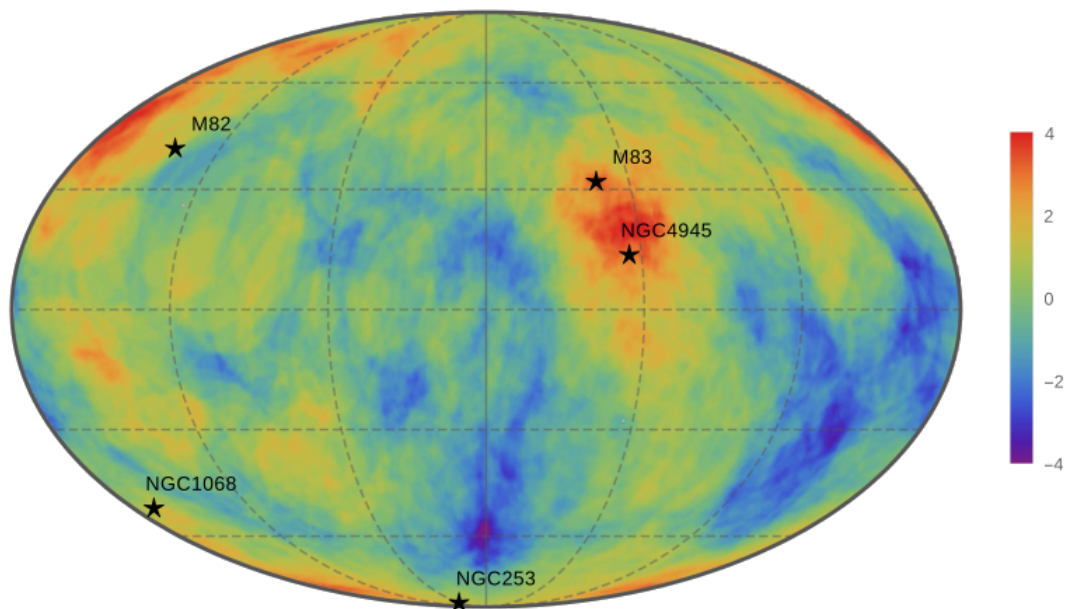
7 RESULTADOS

Nos capítulos anteriores discutimos as bases teóricas para produção dos UHECRs, sua propagação e características relevantes. De acordo com essas características foram propostas galáxias *Starburst* como possíveis fontes de UHECRs, e para isso foi levado em consideração o potencial de produção de partículas, bem como a capacidade de acelerar essas partículas e a distância das fontes. Foram utilizados os dados disponibilizados do observatório Pierre Auger (espectro de partículas) para comparação com os modelos obtidos.

7.1 Fontes de UHECRs

Para determinar as fontes de UHECRs abordadas nesse trabalho, foi levado em consideração o critério de Hillas que demonstra as galáxias *Starburst* como possíveis fontes de UHECRs, demonstrado na figura 8. Para definir quais seriam essas *Starburst* dois fatores foram verificados: a distância e a análise de significância levando em consideração a detecção dos UHECRs, considerando a correlação entre a direção de chegada desses raios cósmicos e a direção no céu das *Starburst*, figura 20.

Figura 20 – Mapa do céu demonstrando a incidência de raios cósmicos e suas respectivas direções, sendo correlacionadas com algumas *Starburst*. A escala de cores indica o significado em unidades de desvio padrão



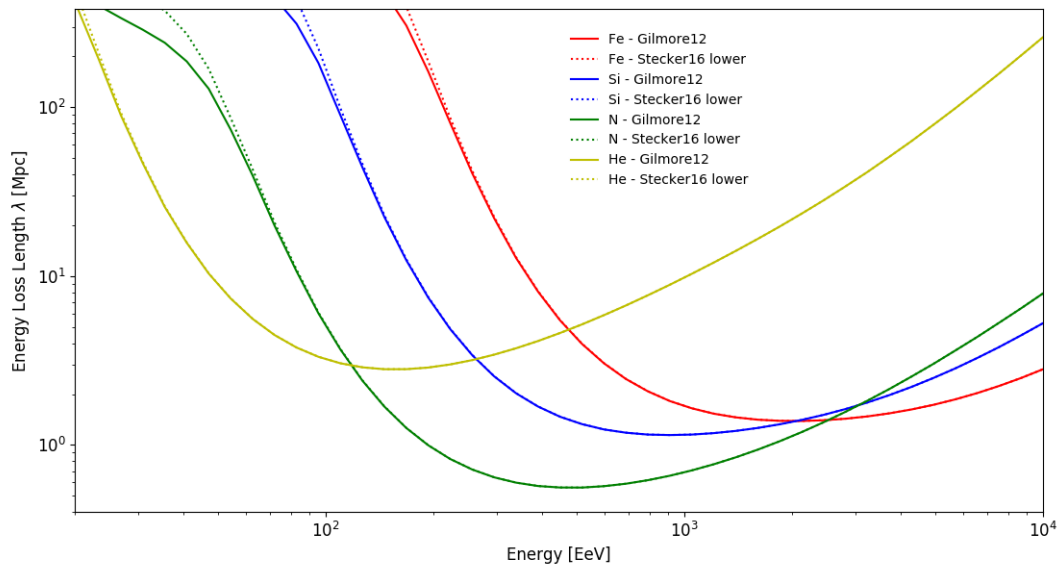
Fonte: (ANJOS *et al.*, 2018).

A figura 20 representa o mapa celeste em coordenadas Galácticas da significância de Li-Ma, correlacionando os eventos de ocorrência de UHECRs. Quanto maior a quantidade de eventos mais intensa será a coloração vermelha. As galáxias *Starburst* estão representadas

pelas estrelas pretas. Para constituição desse gráfico foram observados 840 eventos pelo observatório Pierre Auger e 130 eventos pelo Telescópio Array (TA), localizado no hemisfério norte, mais especificamente no Norte dos EUA (ANCHORDOQUI *et al.*, 2014).

Observa-se que cinco galáxias *Starburst* foram demonstradas na figura 20. Essas galáxias *Starburst* estão em distâncias inferior a 15 Mpc, essa distância em um contexto cosmológico é considerada bem próxima. As figuras 21-22 mostram o efeito do comprimento de atenuação do processo de fotodesintegração, também conhecido como *energy loss length*, para distâncias próximas. O comprimento de atenuação mostra a distância percorrida por uma partícula antes que a partícula perca $\frac{1}{e}$ de sua energia.

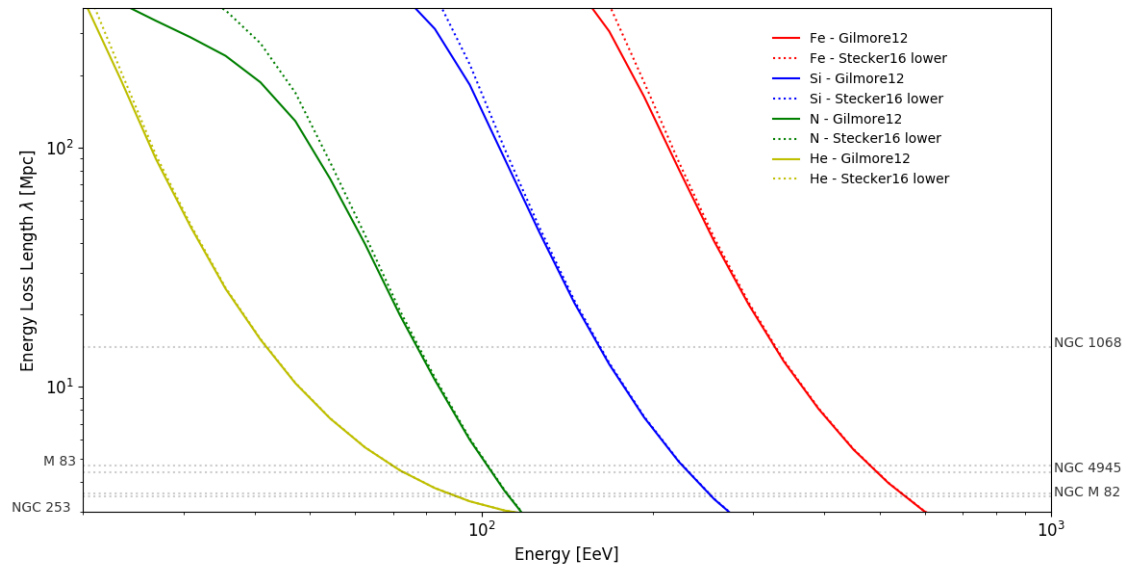
Figura 21 – Comprimento de atenuação (*energy loss length*)



Fonte: Elaborado pelo autor.

As linhas pontilhadas na figura 22 demonstram a distância das galáxias *Starburst* apresentadas também na figura 20. Para que um núcleo de ferro chegue à Terra com energias próximas a 10^{21} eV, os UHECRs precisam percorrer distâncias bem pequenas. Sabe-se que esses eventos são raros, mas ocorrem, como demonstrados na tabela 1. As figuras 21-22 mostram que núcleos mais leves, como hélio e nitrogênio não chegam à Terra com altas energias devido ao processo de fotodesintegração. Os núcleos se desintegram durante o caminho. Dessa forma, esperamos que apenas núcleos mais pesados cheguem com energias mais altas, o que corrobora os resultados recentes do Observatório Pierre Auger (AAB *et al.*, 2020). A tabela 2 descreve as distâncias e coordenadas das Galáxias *Starburst* descritas nesta dissertação.

Figura 22 – Comprimento de atenuação (*energy loss length*)



Fonte: Elaborado pelo autor.

Tabela 2 – Distâncias e coordenadas Galácticas das galáxias *Starburst*.

<i>Starburst</i>	<i>Distncia (Mpc)</i>	z	$\alpha [deg]$	$\delta [deg]$
M82	3.5	0.00068	148.968	69.6797
NGC253	3.6	0.0008	11.888	25.2882
NGC4945	4.4	0.00187	196.364	-49.4682
M83	4.7	0.00172	204.254	-29.8657
NGC1068	14.7	0.00379	40.6696	0.0132806

Fonte: Adaptado de (BECKER *et al.*, 2009).

7.2 Propagação Extragaláctica

7.2.1 Determinando o índice espectral

Como mencionado no primeiro Capítulo, o fluxo de UHECRs é muito baixo. Foram apresentadas no capítulo 2 as dificuldades para detecção e interpretação dos UHECRs. Para realização deste trabalho, foi utilizado o *software open source* CRPropa3 com a finalidade de simular as interações dos raios cósmicos no percurso da fonte até a Terra. O resultado dessas simulações foram confrontados com os dados disponibilizados pelo Observatório Pierre Auger (AAB *et al.*, 2020). Diversas simulações foram realizadas a fim de determinar quais seriam os índices espectrais que descrevem a forma final do espectro, considerando *Starburst* pontuais como possíveis fontes de UHECRs. Foram considerados núcleos de Hélio, Nitrogênio, Silício e Ferro para cada uma das galáxias *Starburst* presentes na tabela 2.

Para realização das simulações foram consideradas um total de 10^6 partículas na fonte, para cada uma das composições, assim como a distância de cada fonte e todas as perdas de energia já descritas anteriormente neste texto. Os índices espectrais utilizados foram: 1.5, 1.8, 2.0, 2.3, 2.5, 2.8, 3.0 e 3.3.

Para verificação do melhor índice espectral para descrição dos dados, utilizou-se o cálculo do qui-quadrado (χ^2), que é um teste de hipótese que determina quantitativamente a relação entre o resultado de um experimento e a distribuição esperada para o fenômeno (NESBITT, 1994).

7.3 Simulações e determinação dos índices espectrais

7.3.1 Galáxia M82

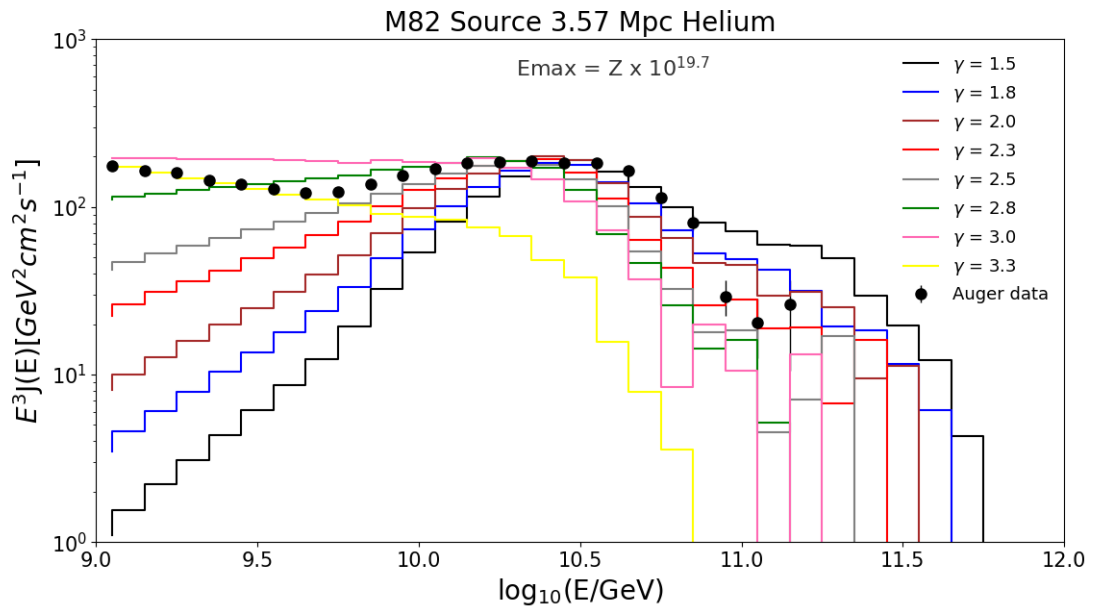
A figura 23 representa o resultado das simulações da propagação do hélio e o nitrogênio a partir da galáxia *Starburst* M82. Para realização da propagação do núcleo de hélio e nitrogênio, representado na figura 23, utilizamos uma E_{max} (energia máxima) de $Z \times 10^{19.7}$ eV. Quando realiza-se uma análise visual da figura, percebe-se que o índice espectral com valor de 2.8 para o hélio mostra-se mais alinhado com os dados detectados pelo observatório Pierre Auger (representados pelos bins pretos) e o índice espectral 3.0 para o nitrogênio. Quando realiza-se a análise quantitativa pelo teste do χ^2 , confirma-se a hipótese demonstrada para o hélio e também para o nitrogênio na tabela 3, que mostra na primeira coluna o índice espectral e na segunda coluna o grau de divergência entre os dados observados e os dados a partir das simulações.

Quando verifica-se o melhor índice espectral para o silício e para o ferro, também para a galáxia *Starburst* M82, o melhor índice espectral para o silício é o 3.0, e para o ferro o valor de 2.8, demonstrado na tabela 3 e na figura 24. Para o silício foi utilizada $E_{max} = Z \times 10^{19}$ eV e para o núcleo de ferro $E_{max} = Z \times 10^{18.7}$ eV.

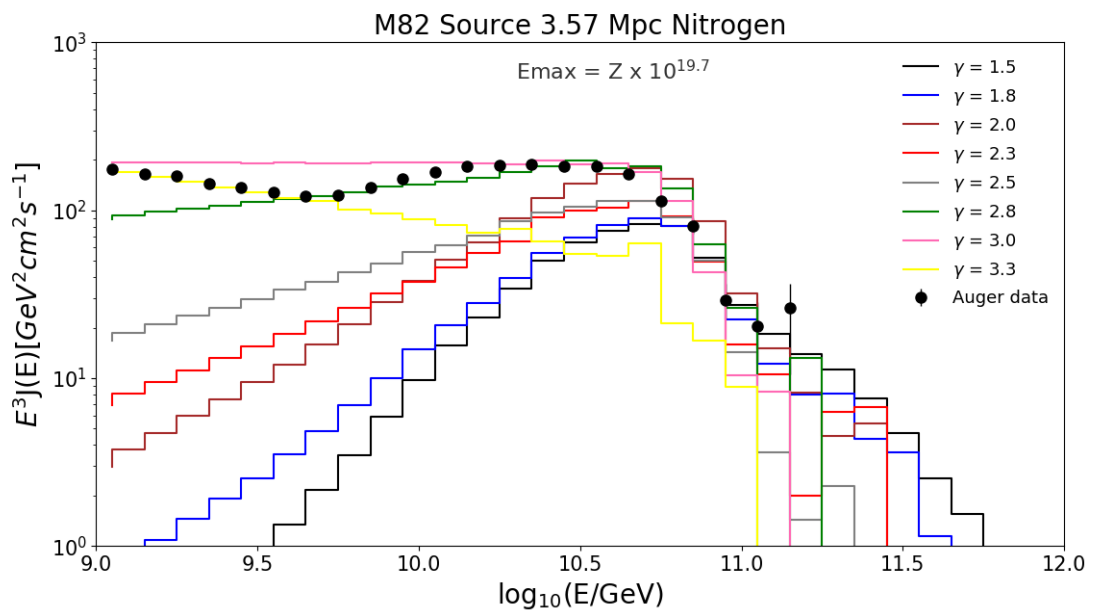
Tabela 3 – M82

Índice espectral	χ^2			
	He	N	Si	Fe
1.5	130.6	2498.5	2280.5	833.9
1.8	44.1	681.6	514.8	283.8
2.0	18.8	150.3	208.1	127.9
2.3	5.8	75.6	62.5	17.2
2.5	2.7	31.3	36.6	6.3
2.8	1.0	1.3	2.1	1.0
3.0	1.9	1.0	1.0	1.2
3.3	10.8	6.8	5.2	4.8

Figura 23 – Determinação do índice espectral para fonte M82 - He e N.
(a) Núcleo de Hélio.

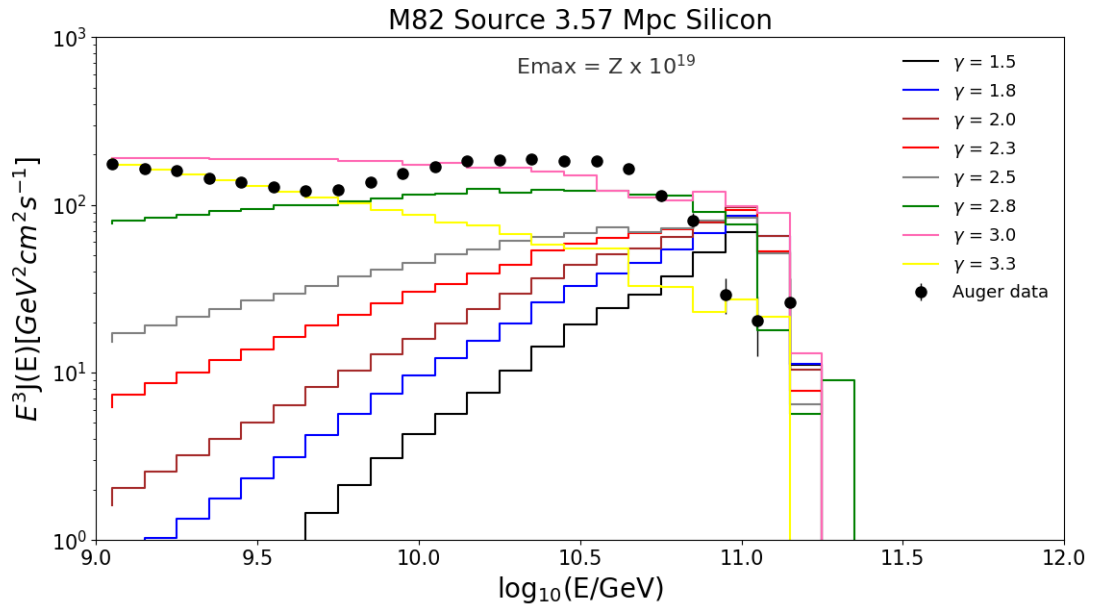


(b) Núcleo de Nitrogênio.

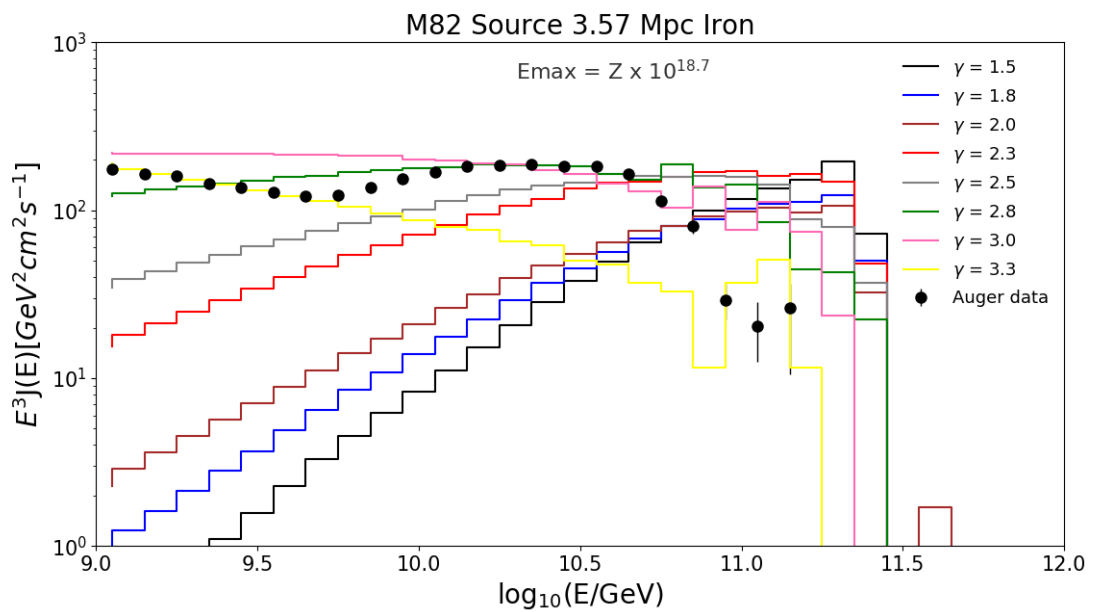


Fonte: Elaborado pelo autor.

Figura 24 – Determinação do índice espectral para fonte M82 - Si e Fe.
(a) Núcleo de Silício.



(b) Núcleo de Ferro.



Fonte: Elaborado pelo autor.

7.3.2 Galáxia NGC253

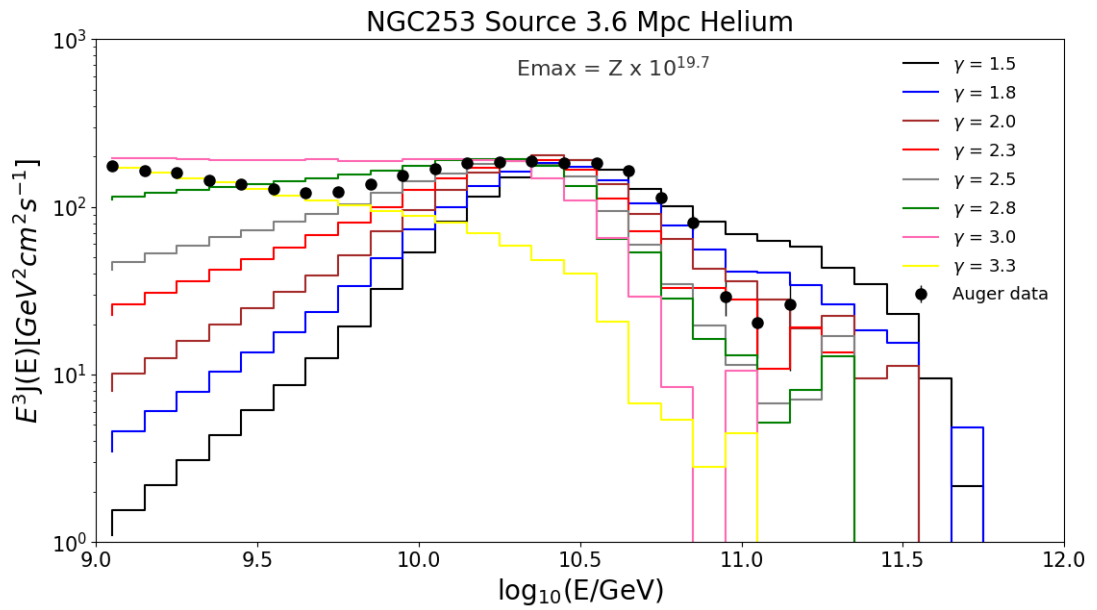
A galáxia *Starburst* NGC253 está a 3.6 Mpc de distância. Como a distância é muito parecida com M82, acredita-se que os resultados fossem similares, o que se confirmou quando

as simulações foram realizadas. Os parâmetros de energia máxima foram de $E_{max} = Z \times 10^{19.7}$ eV para o He e N, $E_{max} = Z \times 10^{18.7}$ eV para o Si e Fe. O melhor índice espectral para as composições de He, Si e Fe foi 2.8 e para N foi 3.0, como demonstrados na figura 25, figura 26 e na tabela 4.

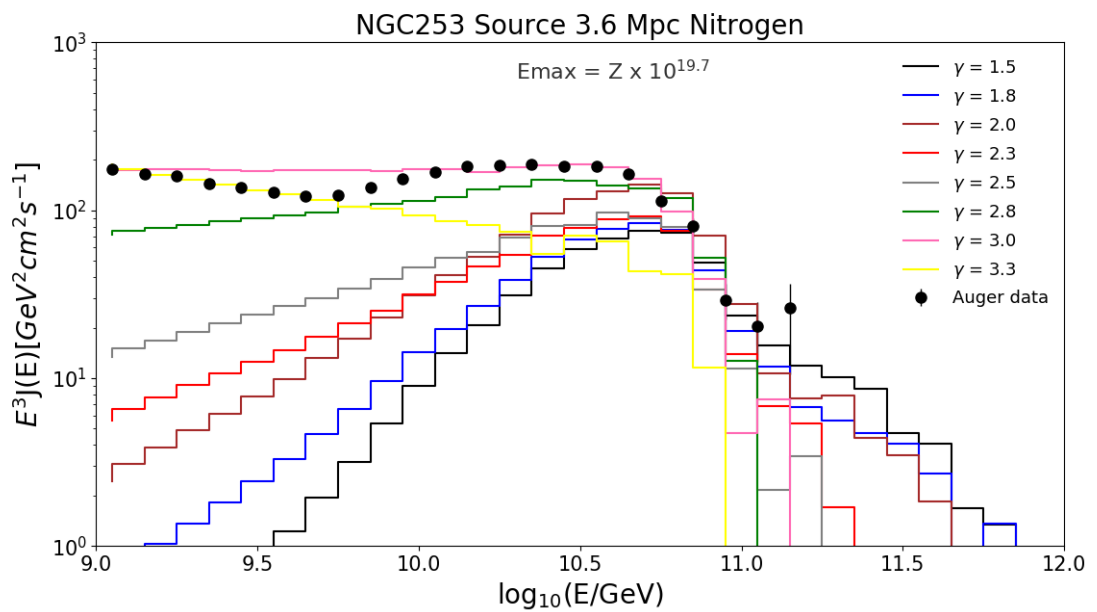
Tabela 4 – NGC253

Índice espectral	χ^2			
	He	N	Si	Fe
1.5	139.6	7306.9	1233.6	756.1
1.8	47.1	1540.4	391.9	257.3
2.0	20.1	697.2	183.1	116.1
2.3	6.3	220.6	55.8	15.6
2.5	2.8	56.5	6.0	5.7
2.8	1.0	4.3	1.0	1.0
3.0	2.3	1.0	2.1	1.01
3.3	10.8	18.3	17.1	4.4

Figura 25 – Determinação do índice espectral para fonte NGC253 - He e N.
(a) Núcleo de Hélio.

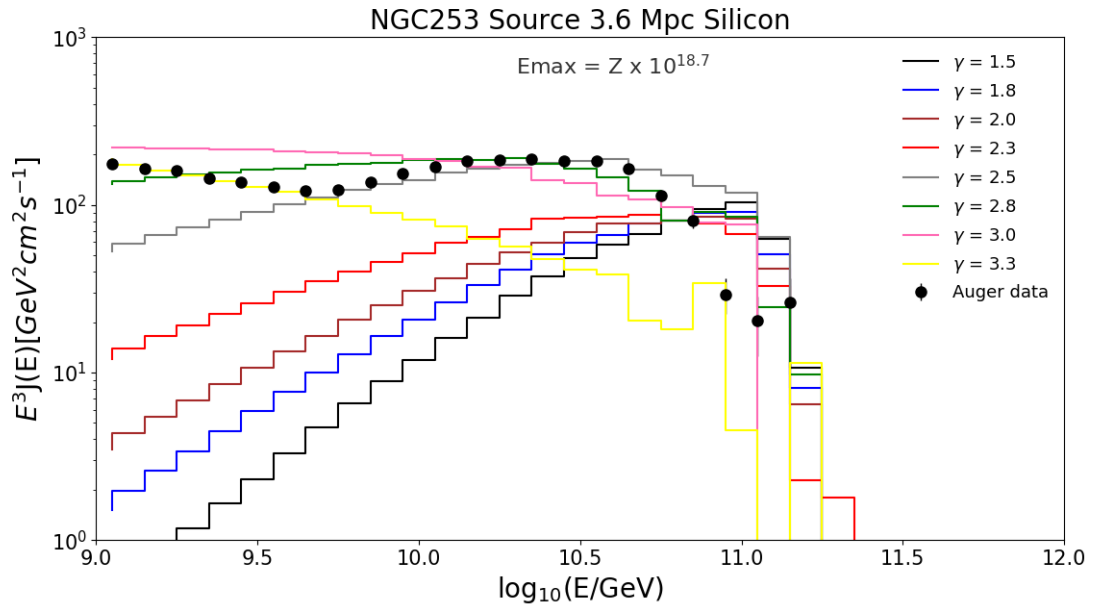


(b) Núcleo de Nitrogênio.

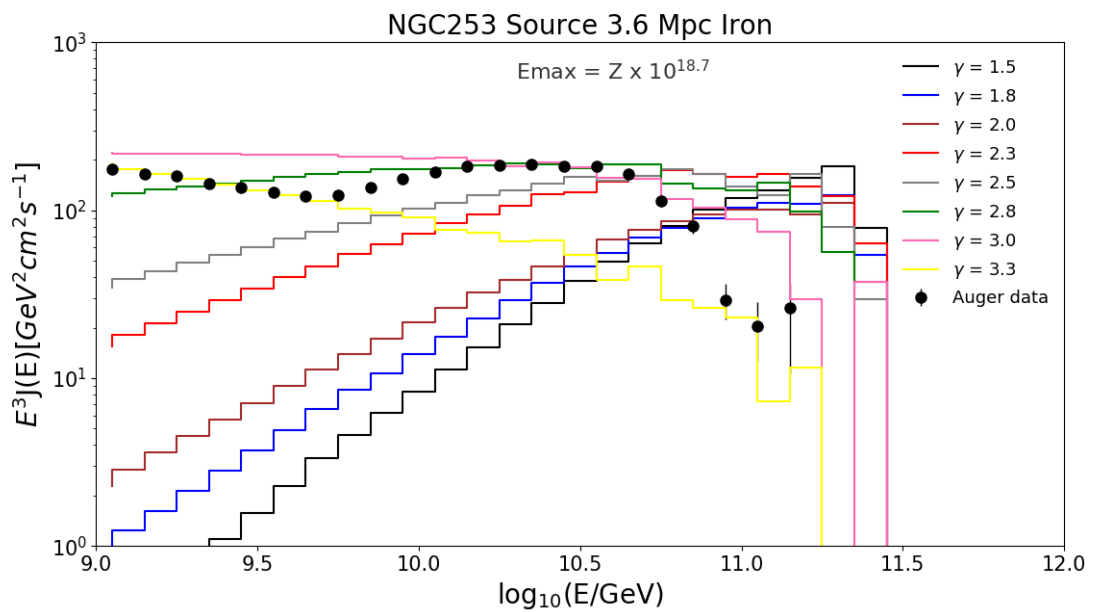


Fonte: Elaborado pelo autor.

Figura 26 – Determinação do índice espectral para fonte NGC253 - Si e Fe.
(a) Núcleo de Silício.



(b) Núcleo de Ferro.



Fonte: Elaborado pelo autor.

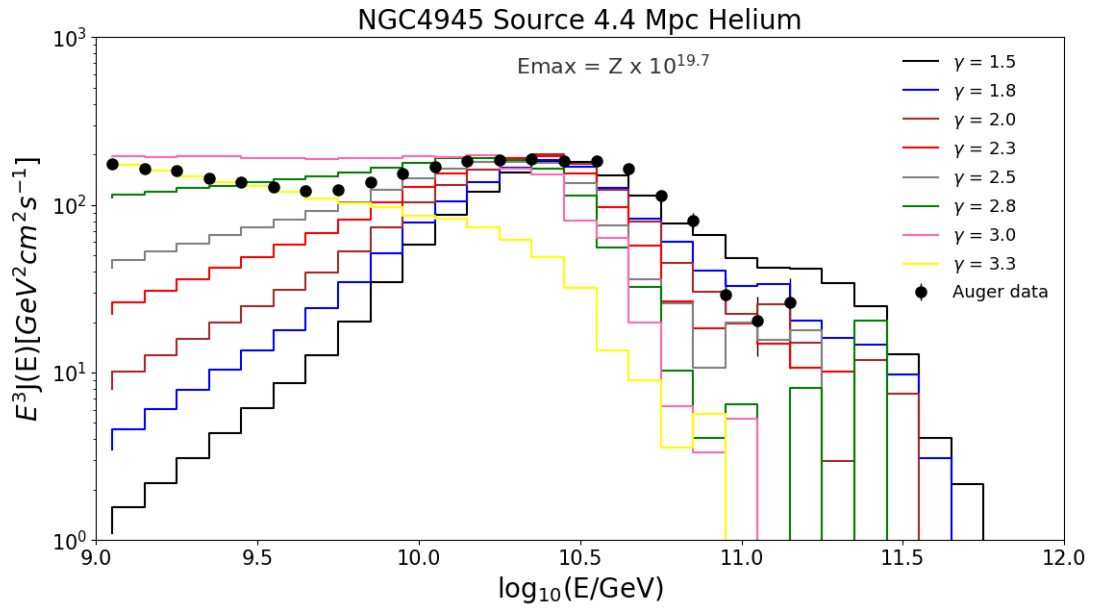
7.3.3 Galáxia NGC4945

A galáxia NGC4945 está a 4.4 Mpc de distância, apesar de estar um pouco mais distante, ainda assim é considerada bem próxima às escalas cosmológicas e por isso os resultados das simulações ainda são bem parecidos, como observado na figura 27, figura 28 e os resultados na tabela 5. Para o He e N foi utilizado $E_{max} = Z \times 10^{19.7}$ eV e para os núcleos de Si e Fe foi adicionado o $E_{max} = Z \times 10^{18.7}$ eV. Os melhores índices espectrais para todos os elementos ficaram 2.8 para He, Si e Fe, e 3.0 para o N.

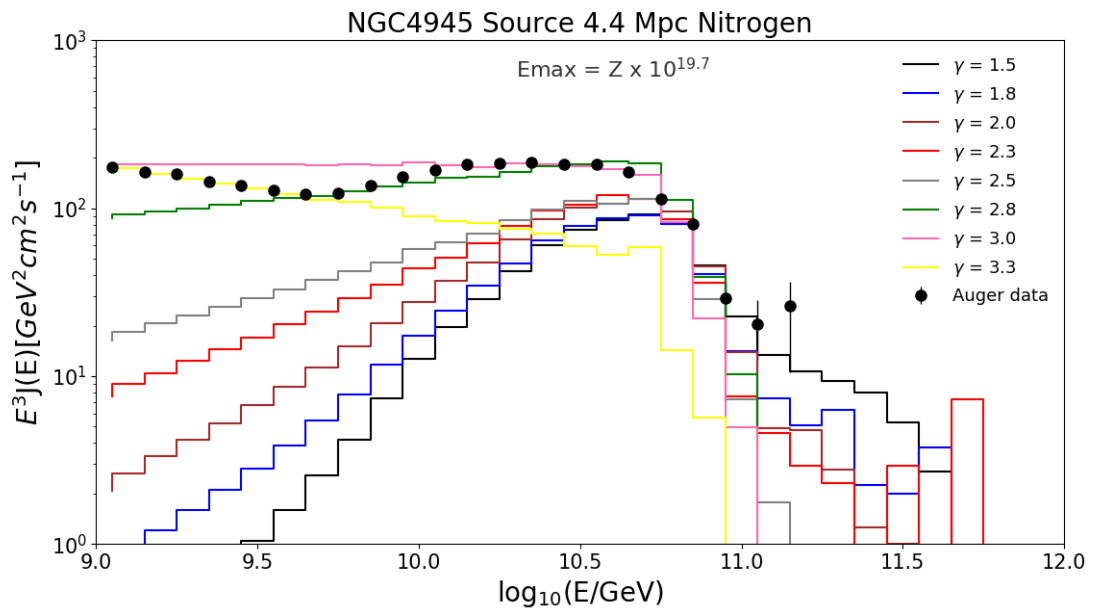
Tabela 5 – NGC4945

Índice espectral	χ^2			
	He	N	Si	Fe
1.5	60.1	2934.4	939.0	998.1
1.8	20.3	843.7	301.6	340.4
2.0	8.7	302.5	140.1	153.7
2.3	2.8	92.4	26.7	20.6
2.5	1.3	45.3	4.5	7.6
2.8	1.0	1.8	1.0	1.0
3.0	1.4	1.0	1.3	1.4
3.3	5.3	10.2	13.5	6.5

Figura 27 – Determinação do índice espectral para fonte NGC4945 - He e N.
(a) Núcleo de Hélio.

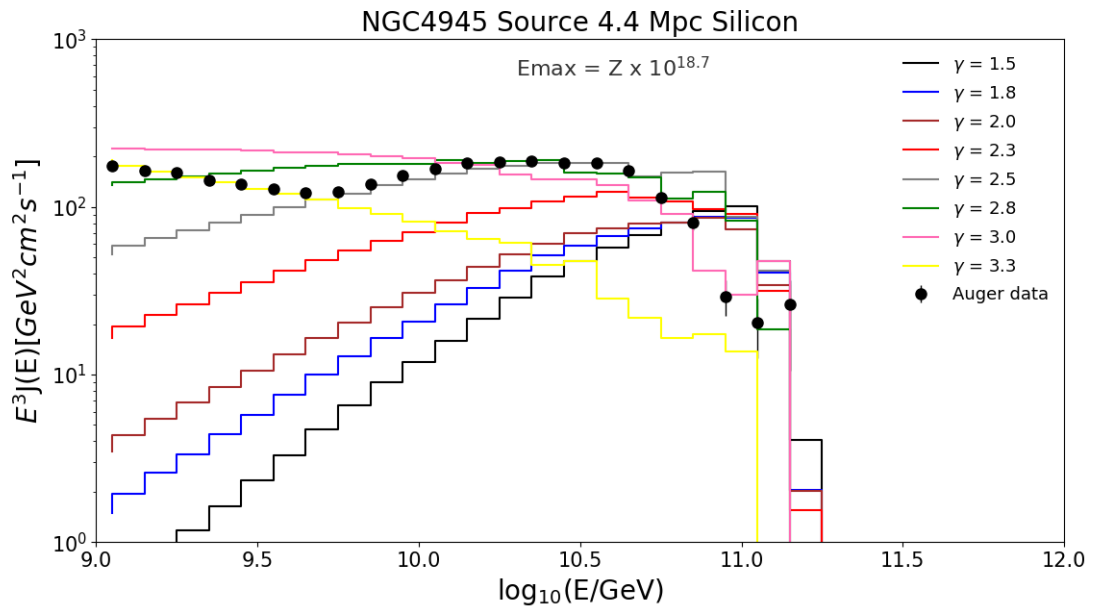


(b) Núcleo de Nitrogênio.

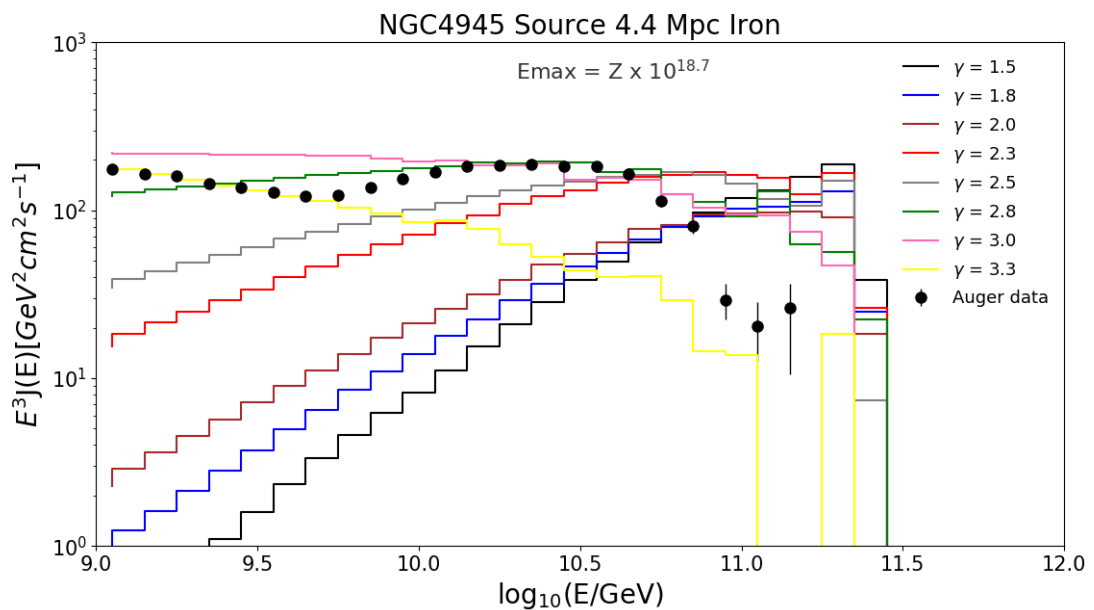


Fonte: Elaborado pelo autor.

Figura 28 – Determinação do índice espectral para fonte NGC4945 - Si e Fe.
(a) Núcleo de Silício.



(b) Núcleo de Ferro.



Fonte: Elaborado pelo autor.

7.3.4 Galáxia M83

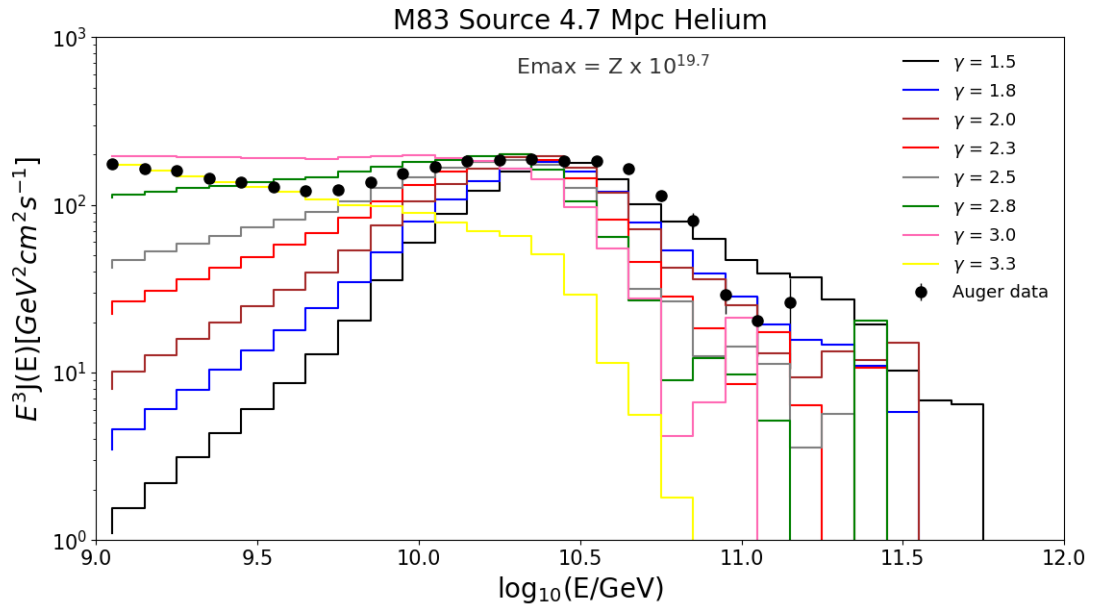
A galáxia *Starburst* M83 está a 4.7 Mpc de distância de nosso planeta. Na simulação para He e N, foram utilizados $E_{max} = Z \times 10^{19.7}$ eV e para o Si e Fe $E_{max} = Z \times 10^{18.7}$ eV. Os

índices espectrais com menor grau de divergência foram 2.8 para o He, N e Fe enquanto que para o Si foi 3.0. Os resultados estão descritos na tabela 6, nos plots 29 e 30.

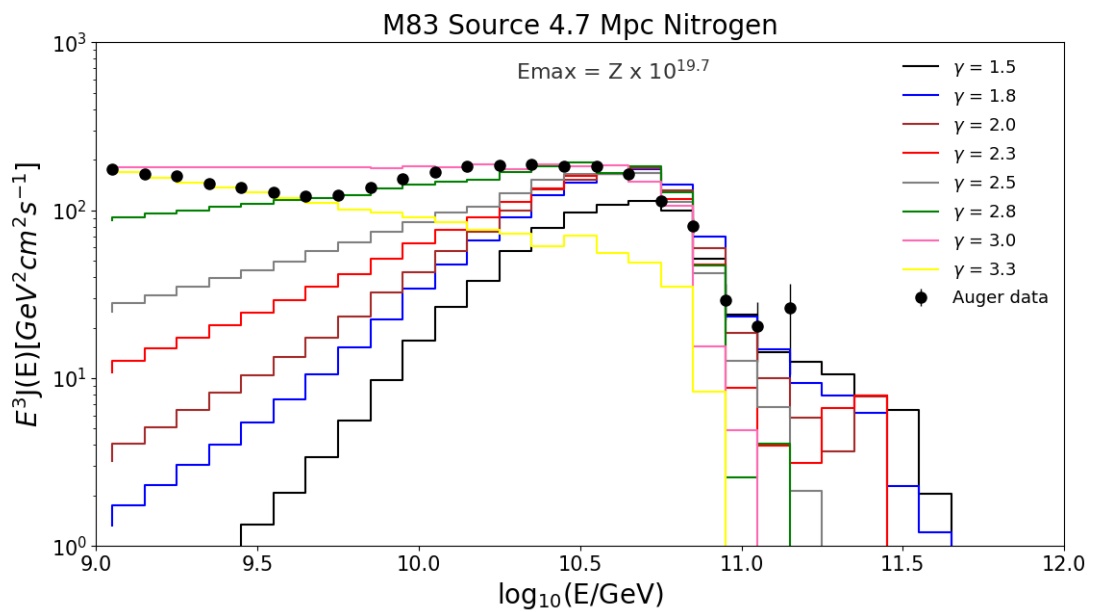
Tabela 6 – M83

Índice espectral	χ^2			
	He	N	Si	Fe
1.5	61.0	2185.6	980.5	812.5
1.8	20.6	409.2	321.5	277.5
2.0	8.8	180.0	153.9	125.2
2.3	2.9	55.0	29.3	16.7
2.5	1.4	21.2	6.0	6.1
2.8	1.0	3.2	1.0	1.0
3.0	1.8	1.0	2.3	1.08
3.3	7.9	8.3	13.8	5.9

Figura 29 – Determinação do índice espectral para fonte M83 - He e N.
(a) Núcleo de Hélio.

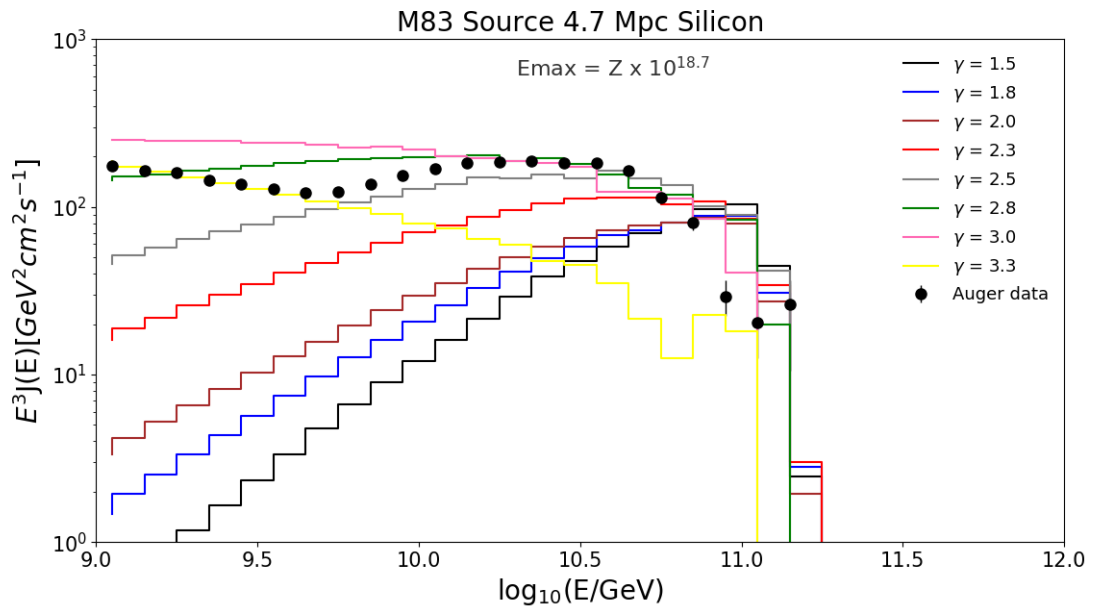


(b) Núcleo de Nitrogênio.

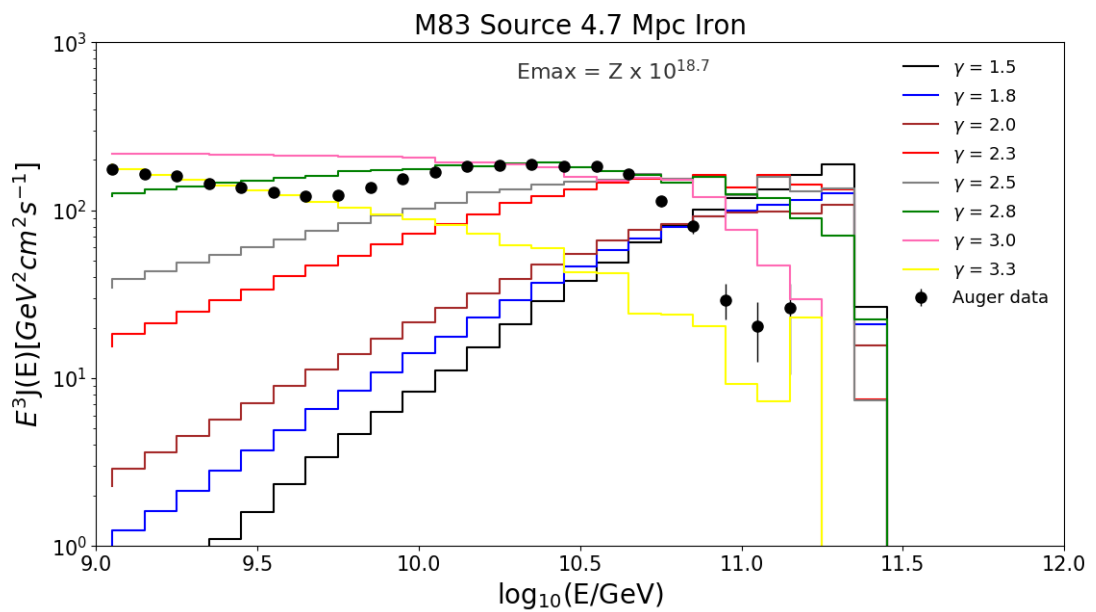


Fonte: Elaborado pelo autor.

Figura 30 – Determinação do índice espectral para fonte M83 - Si e Fe.
(a) Núcleo de Silício.



(b) Núcleo de Ferro.



Fonte: Elaborado pelo autor.

7.3.5 Galáxia NGC1068

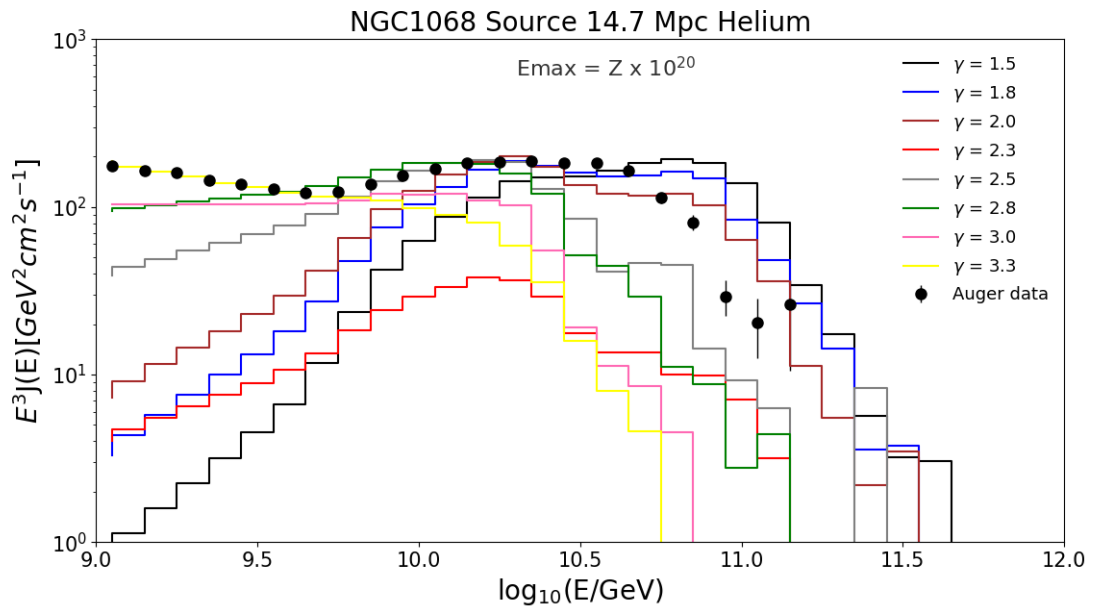
A galáxia *Starburst* NGC1068 está a 14.7 Mpc de distância. Como a distância é um pouco maior o E_{max} adicionado na fonte foi um pouco maior para os núcleos mais leves. Para

o He e N, foi adicionado na fonte o $E_{max} = Z \times 10^{20.0}$ eV, enquanto que para o Si o $E_{max} = Z \times 10^{19.0}$ eV e o Fe manteve-se a $E_{max} = Z \times 10^{18.7}$ eV. Os índices espectrais mais ajustáveis para os núcleos foram 2.8 para o núcleos de He, Si e Fe, e 3.0 para o N. Os resultados podem ser observados na tabela 7, na figura 31 e figura 32.

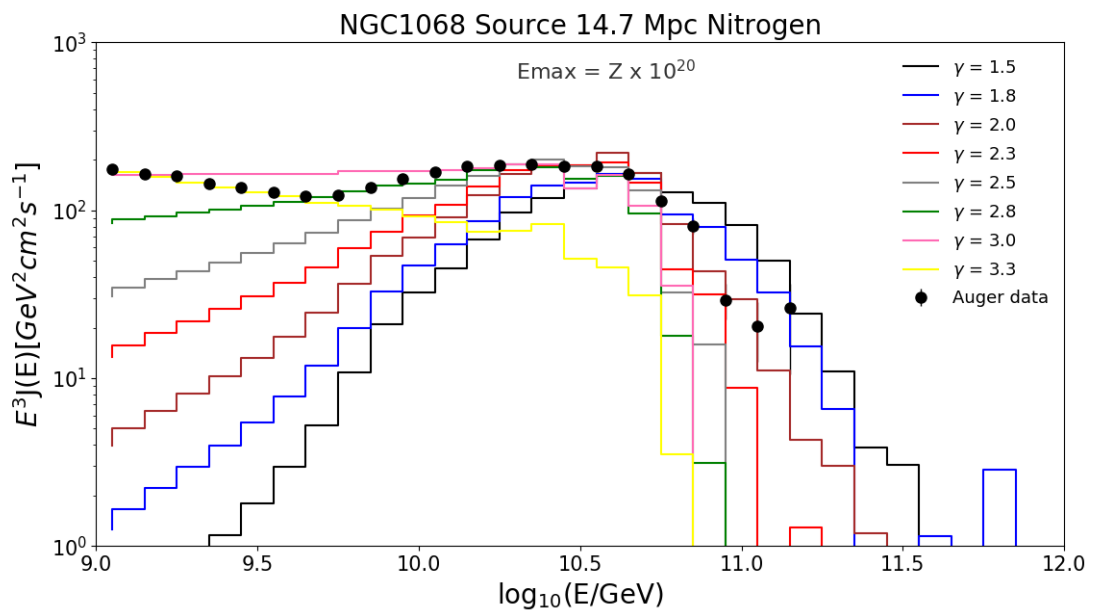
Tabela 7 – NGC1068

Índice espectral	χ^2			
	He	N	Si	Fe
1.5	55.0	2418.0	1505.5	774.3
1.8	13.9	572.6	490.1	271.6
2.0	6.3	187.1	230.2	123.7
2.3	19.4	54.3	80.0	16.8
2.5	1.1	18.8	33.4	6.2
2.8	1.0	5.8	1.0	1.0
3.0	3.6	1.0	1.4	1.08
3.3	4.7	26.3	8.0	4.7

Figura 31 – Determinação do índice espectral para fonte NGC1068 - He e N.
(a) Núcleo de Hélio.

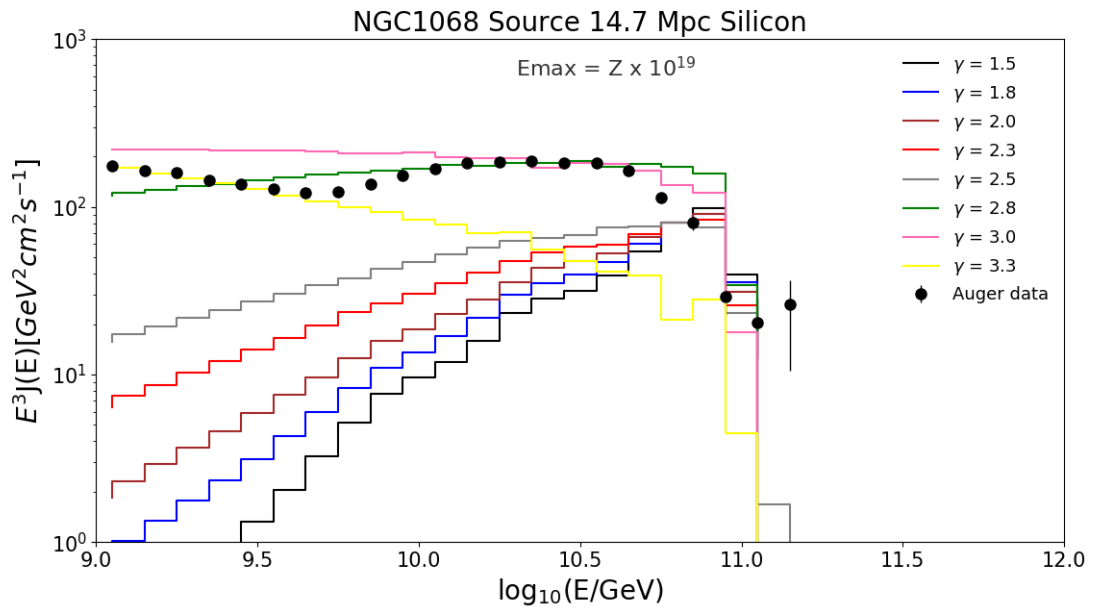


(b) Núcleo de Nitrogênio.

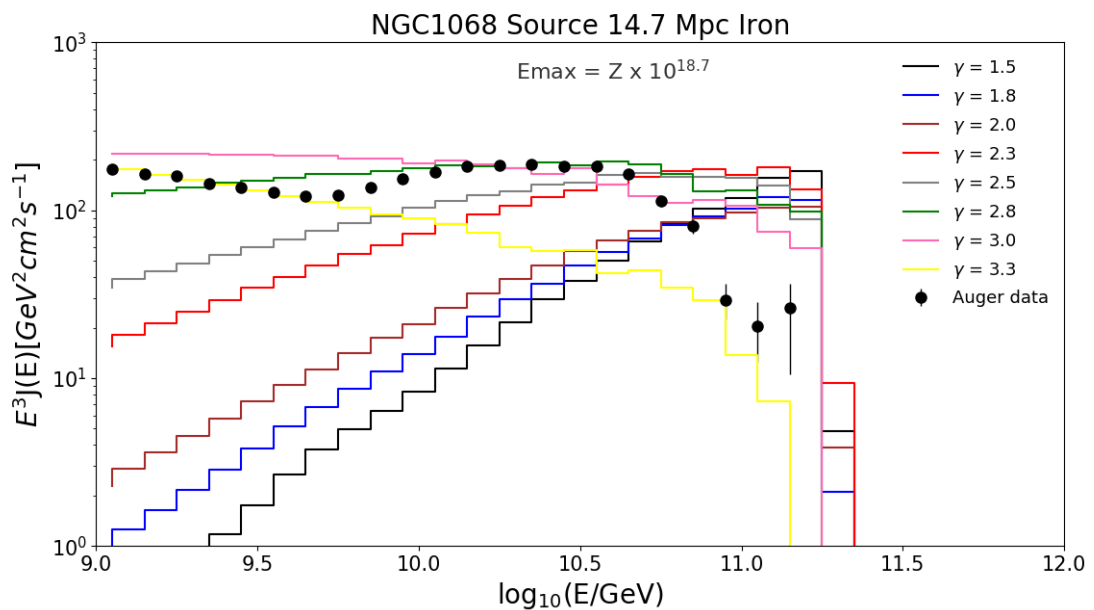


Fonte: Elaborado pelo autor.

Figura 32 – Determinação do índice espectral para fonte NGC1068 - Si e Fe.
(a) Núcleo de Silício.



(b) Núcleo de Ferro.



Fonte: Elaborado pelo autor.

Diante dessas simulações é possível identificar que o índice espectral, comum entre as galáxias *Starburst* citadas neste trabalho, estão entre 2.8 e 3.0, considerando todas as composições testadas, leves e mais pesadas. O índice espectral está diretamente associado à fonte de raios cósmicos, o mecanismo de aceleração e suas interações durante sua trajetória. Os resultados estão de acordo com resultados recentes que mostram que a contribuição de ga-

laxias Starburst e Rádio-Galáxias próximas devem acontecer no final do espectro (pois estão próximas) e com índices espectrais maiores e composições mais pesadas (ANCHORDOQUI, 2019). Os resultados obtidos nas simulações demonstram compatibilidade com a faixa de energia dos UHECRs onde a mudança de espectro conhecida como tornozelo (aproximadamente 10^{19} eV, está em torno de 2.7. No entanto, não verificamos o aumento do índice espectral com o aumento da composição pois consideramos fontes pontuais e não um conjunto de fontes, como descrito pelo espectro de partículas medido.

7.4 Deflexão magnética

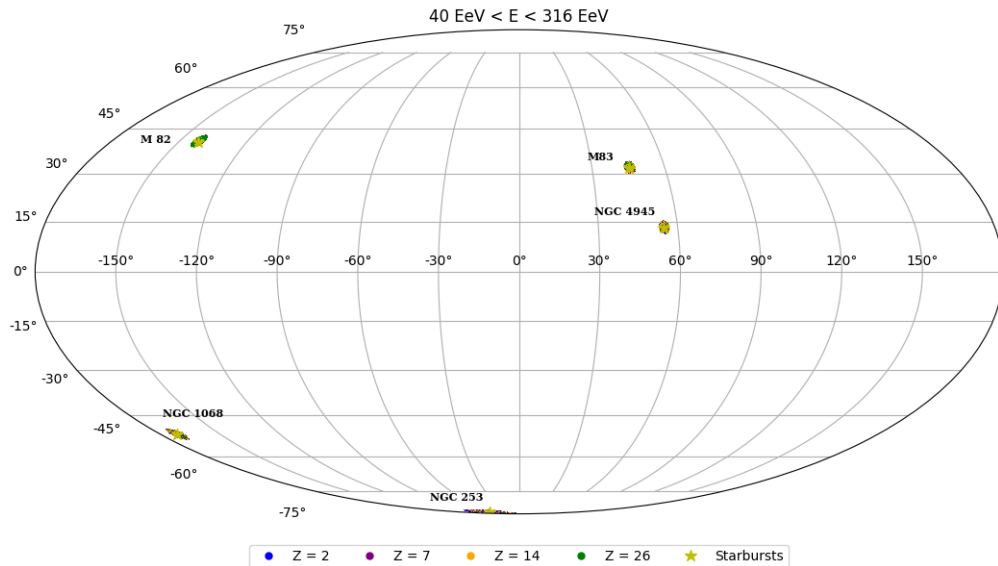
Como mencionado anteriormente, os raios cósmicos formados por núcleos de elementos químicos sofrem deflexão considerável quando interagem com o campo magnético Galáctico. No presente trabalho se leva em consideração o campo magnético da Galáxia, o que influencia na detecção da direção de origem e chegada dos raios cósmicos. Para realização deste estudo foi utilizado o programa CRT (citado na seção 6.3), como ferramenta de simulação desta interação e utilizado o modelo de campo magnético Galáctico JF2012 (JANSSON; FARRAR, 2012) com suas três componentes. Foi simulado um milhão de partículas de direções isotrópicas, ou seja, provenientes de todas as direções da Galáxia. As partículas foram emitidas seguindo uma lei de potência com índice espectral de 1.7 e com diferentes energias mínima e máxima. Após as simulações, apenas as partículas que entram na Galáxia nas direções das Starburst estudadas foram consideradas.

A figura 33 mostra a distribuição de raios cósmicos de núcleos dos elementos hélio, nitrogênio, silício e ferro que entram na Galáxia proveniente das direções das galáxias *Starburst*: M82, NGC253, NGC4945, M83 e NGC1068. As simulações foram realizadas no programa CRT e plotadas em projeções Galácticas *Sky Map* (mapa celeste), no padrão *Mollweide*.¹

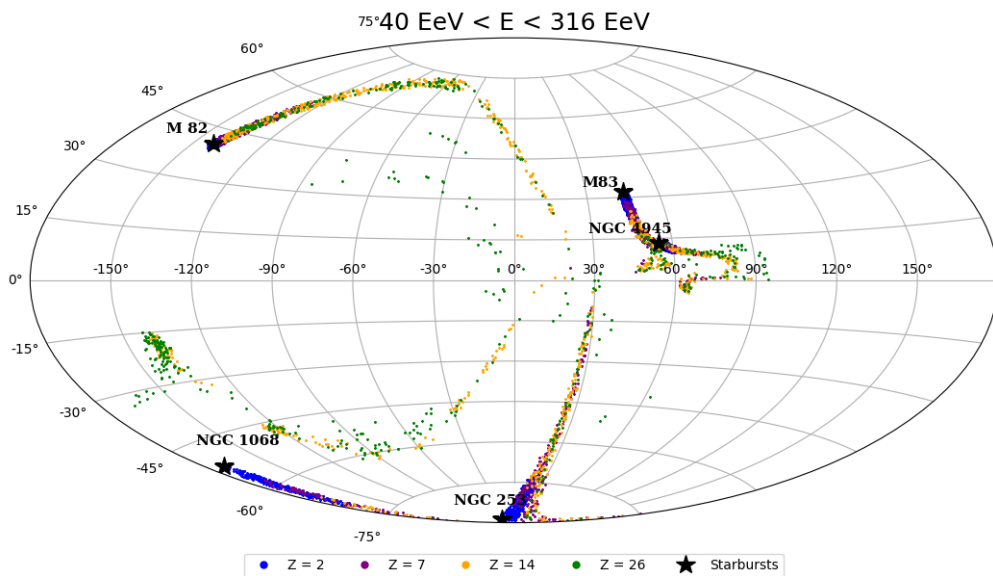
¹ A documentação sobre os tipos de projeção pode ser encontrado em: https://matplotlib.org/3.1.1/gallery/subplots_axes_and_figures/geo_demo.html

Figura 33 – Propagação de raios cósmicos.

(a) Propagação do raio cósmico sem a interação do campo magnético Galáctico



(b) Propagação do raio cósmico interagindo com o campo magnético Galáctico

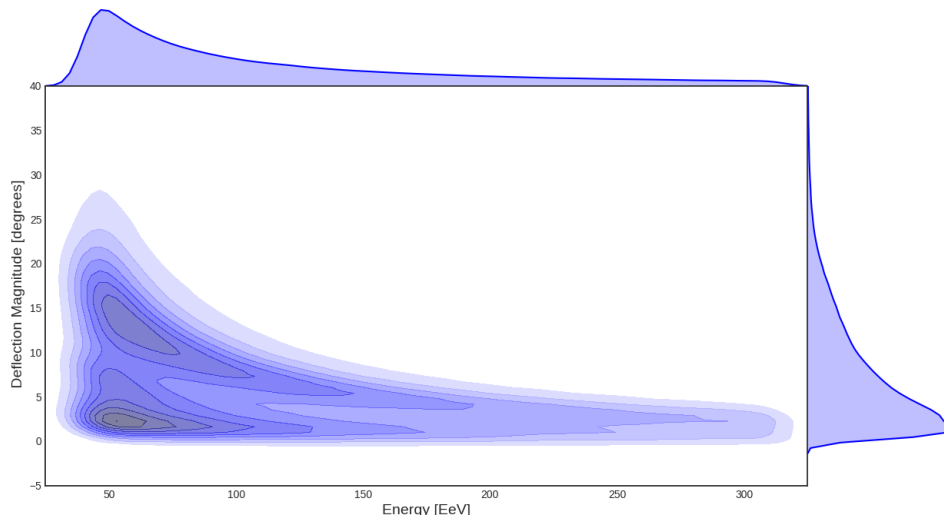


Fonte: Elaborado pelo autor.

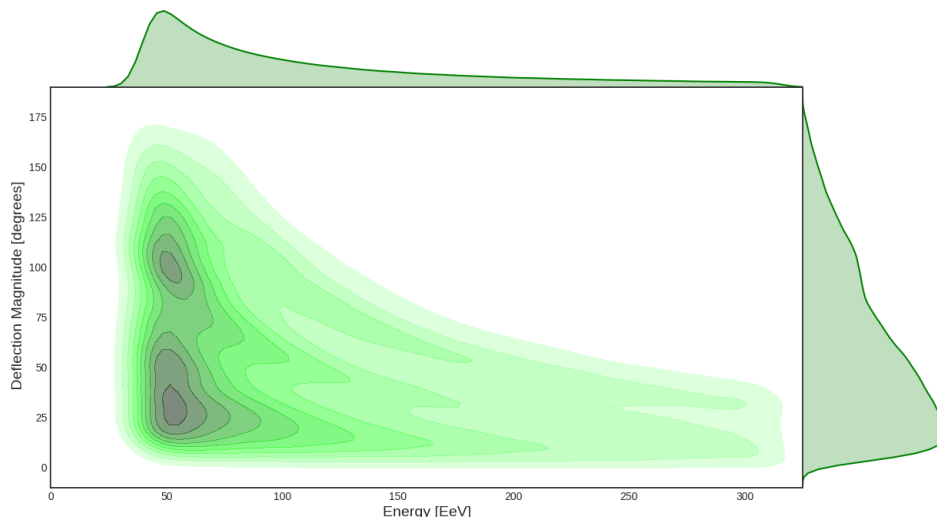
Na figura 33-(a) a quantidade de eventos é exatamente a mesma que na figura 33-(b). A diferença é que na figura 33-(a) não ocorre a interação com o campo magnético Galáctico, enquanto que na figura 33-(b) ocorre a interação com o campo magnético Galáctico. Essas comparações mostram como a deflexão dos raios cósmicos deve ser levada em consideração nos esforços de identificação das possíveis fontes de UHECRs.

Figura 34 – Deflexão dos núcleos de hélio e ferro presentes nos UHECRs com a interação do campo magnético Galáctico.

(a) Análise da deflexão do UHECRs de núcleos de hélio.



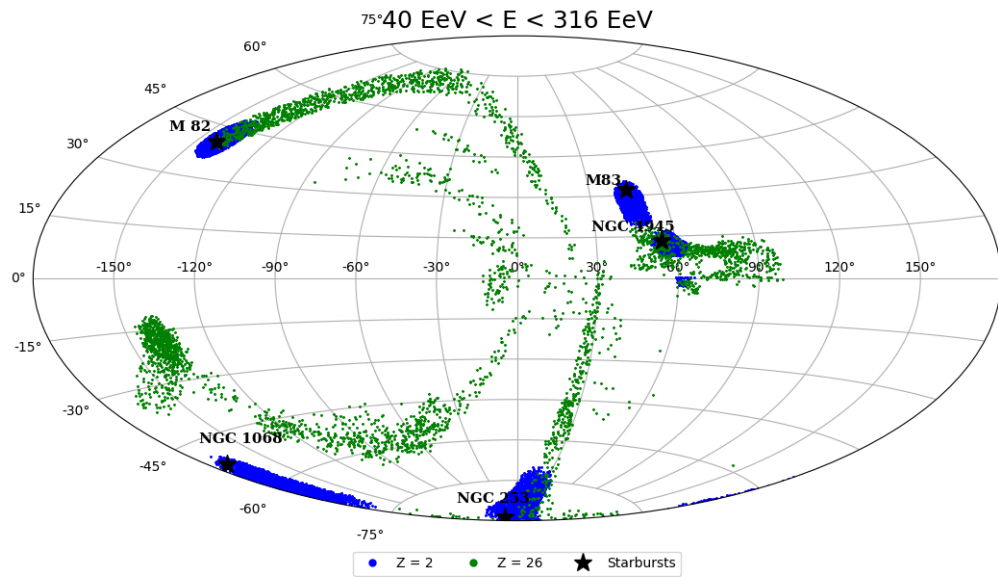
(b) Análise da deflexão do UHECRs de núcleos de ferro.



Fonte: Elaborado pelo autor.

É possível observar nas figuras 34 a representação da deflexão dos UHECRs considerando núcleos de hélio 34-(a), e ferro 34-(b), separadamente. Com esses gráficos é possível realizar uma análise comparativa entre composições de massas diferentes, mantendo-se as outras variáveis para uma melhor compreensão da relação com a massa e a carga dos núcleos comparados com a deflexão. No gráfico, o eixo das ordenadas nos mostra os graus de deflexão ocorrem e o eixo das abscissas informa a energia em EeV.

Figura 35 – Deflexão dos núcleos de Ferro e Hélio

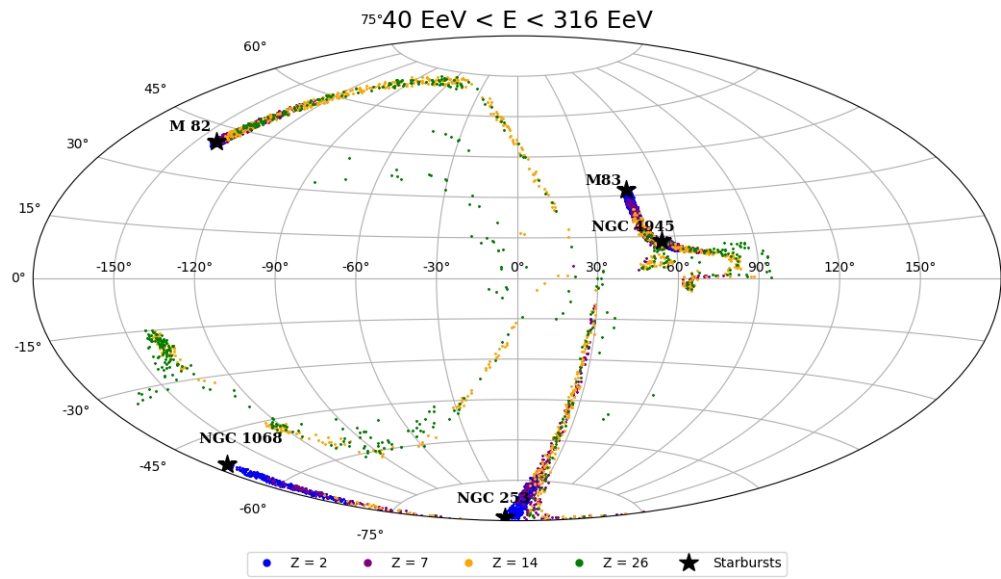


Fonte: Elaborado pelo autor.

Quando se comparam os plots das figuras 34 e 35, observa-se que os núcleos de ferro sofrem maior deflexão quando comparados com os núcleos de hélio. Apesar de um corpo que contem mais massa possuir maior inércia, a carga dos núcleos é mais relevante que a própria massa. A figura 35 mostra a mesma simulação da figura 34, porém agora plotada em um sky Map (com apenas os núcleos de ferro e hélio).

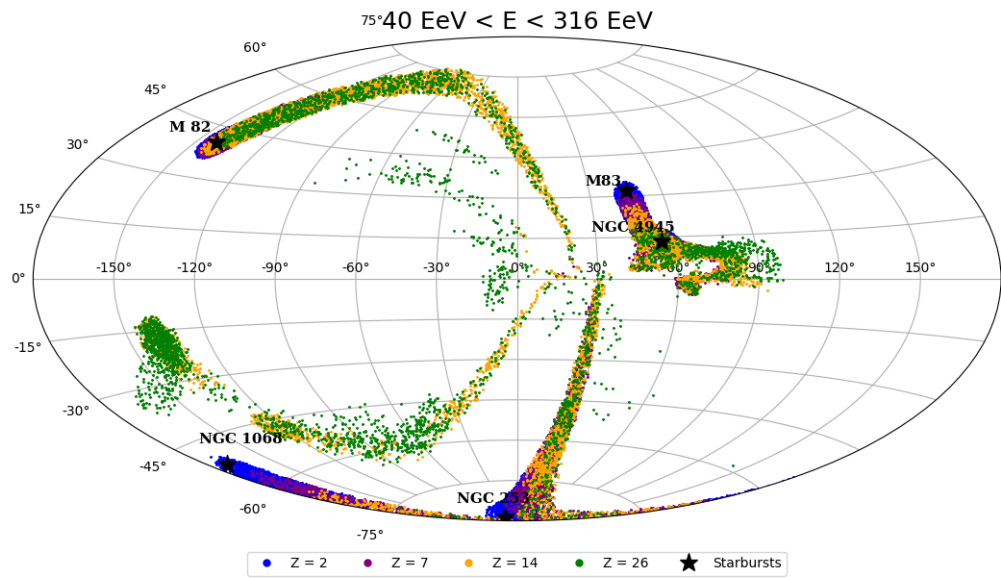
Foi realizada uma análise mais cuidadosa em relação as faixas de energia, onde as partículas seriam propagadas das fontes propostas em três faixas de energia, são elas: 40 - 316 EeV, 70 - 316 EeV e de 100 - 316 EeV. Para realização das simulações foram ejetadas 1 bilhão de partículas em distribuição isotrópica. Estas faixas foram utilizadas devido a diferentes composições utilizadas. Considerando a discussão do comprimento de atenuação do processo de fotodesintegração já discutido, núcleos mais leves não chegam com altas energias, portanto as faixas em altas energias foram utilizadas apenas para núcleos mais pesados. Também foram considerados raios ao redor da localização da fonte, indicando que a partícula possa vir de uma região de aceleração ao redor da fonte (cluster). Foram utilizados raios de 5° e de 8° .

Figura 36 – Deflexão de raios cósmicos



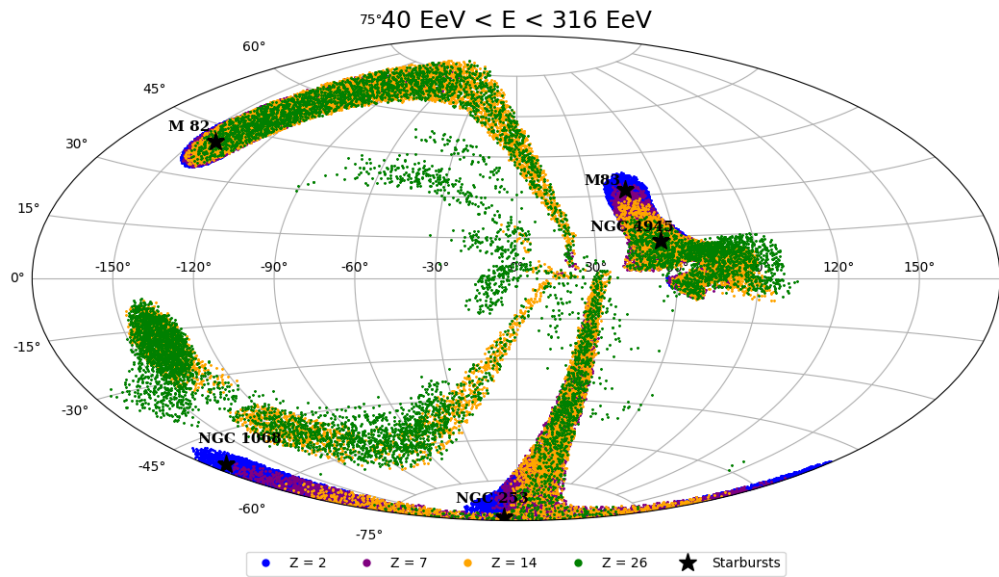
Fonte: Elaborado pelo autor.

Figura 37 – Deflexão de raios cósmicos com 5° ao redor da direção da fonte



Fonte: Elaborado pelo autor.

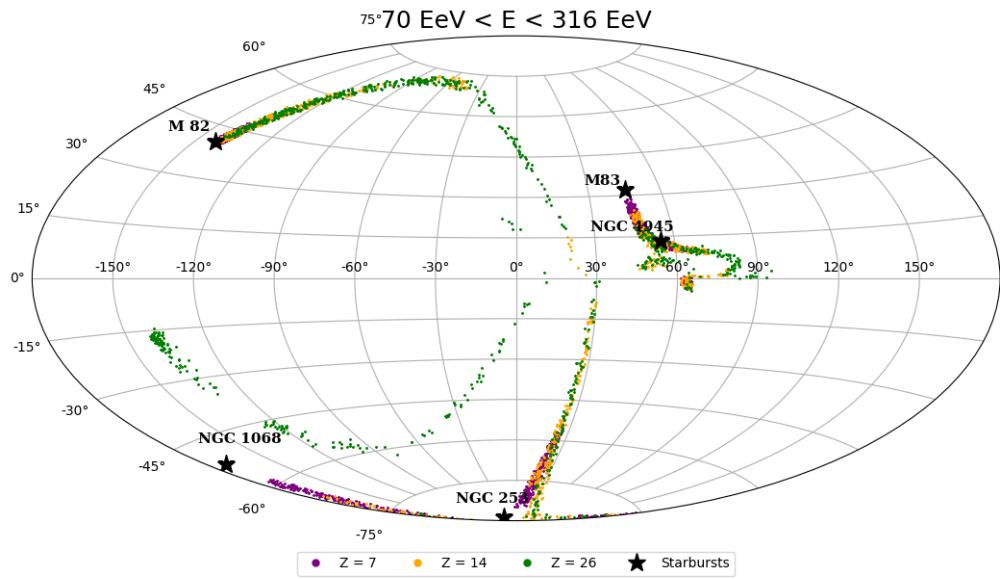
Figura 38 – Deflexão de raios cósmicos com 8° ao redor da direção da fonte



Fonte: Elaborado pelo autor.

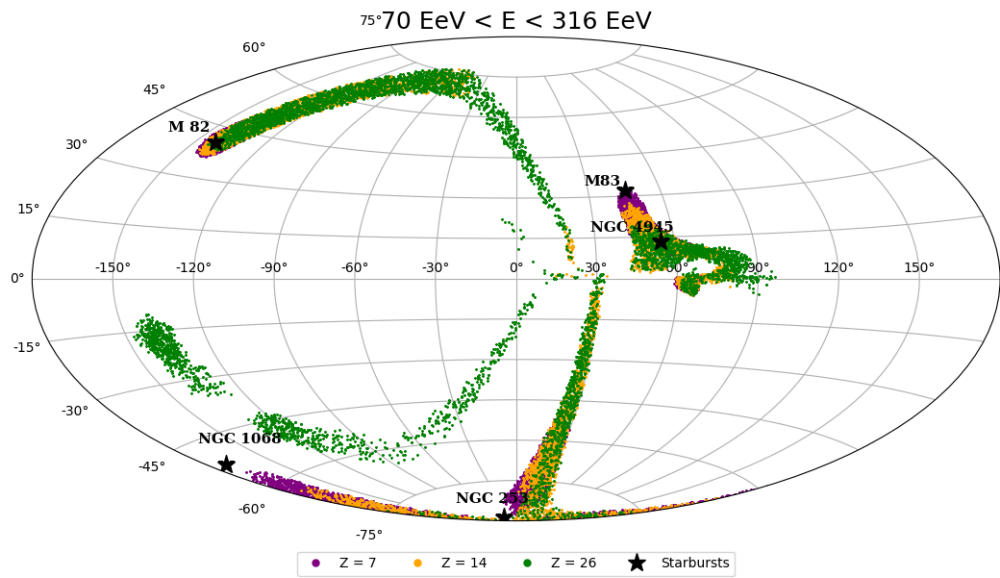
Nas figuras 36, 37 e 38 estão descritas os intervalos de energias entre 40 EeV e 316 EeV considerando composições leves e pesadas. A figura 36 totaliza 3821 núcleos, enquanto a figura 37, que leva em consideração um raio de 5° , selecionou 24610 núcleos. E, por fim, a figura 38 que considera um raio de 8° ao redor da direção da fontes contempla 63457 núcleos. O crescimento no número de eventos fica evidente, o que deixa claro que quando consideramos clusters ao redor da fonte, recebemos ainda mais informações da direção da região da partícula.

Figura 39 – Deflexão de raios cósmicos



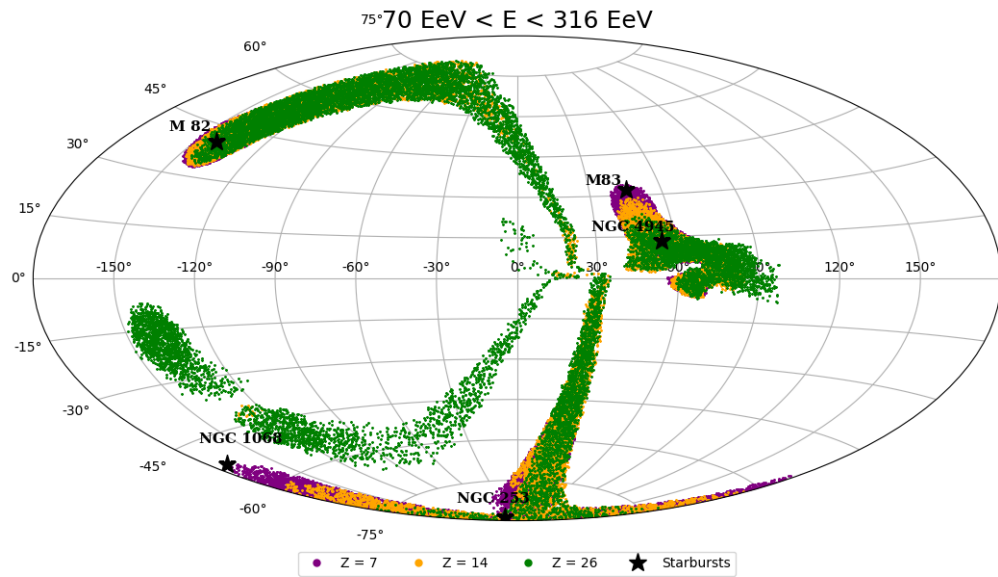
Fonte: Elaborado pelo autor.

Figura 40 – Deflexão de raios cósmicos com 5° ao redor da direção da fonte



Fonte: Elaborado pelo autor.

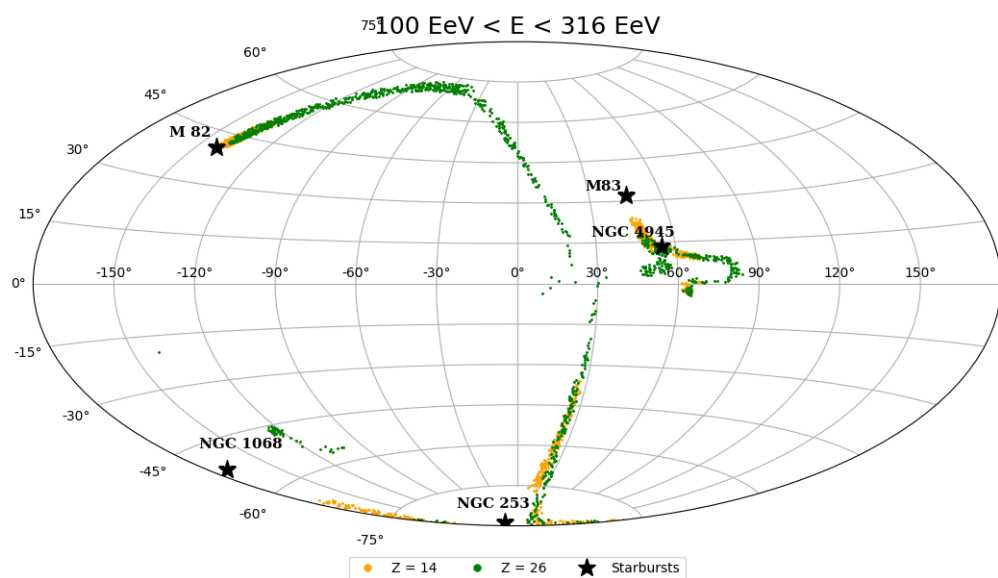
Figura 41 – Deflexão de raios cósmicos com 8° ao redor da direção da fonte



Fonte: Elaborado pelo autor.

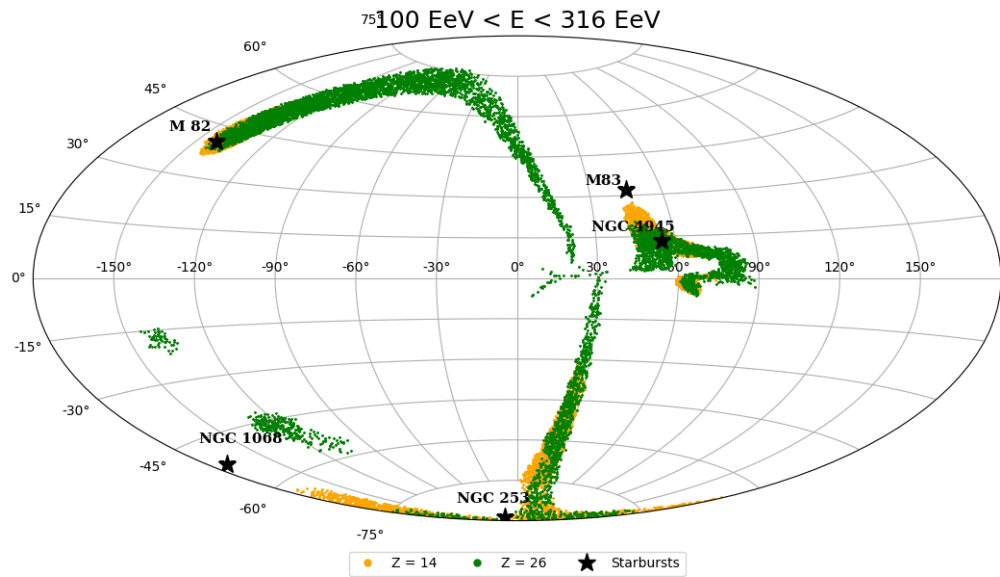
Nas figuras 39, 40 e 41 foram simulados eventos com energia entre 70 EeV até 316 EeV. Nesta faixa de energia não temos mais hélio, por isto as simulações mostram os resultados a partir do nitrogênio. Para os núcleos de silício e ferro, os campos magnéticos randomizam as direções das partículas mesmo em altas energias.

Figura 42 – Deflexão de raios cósmicos



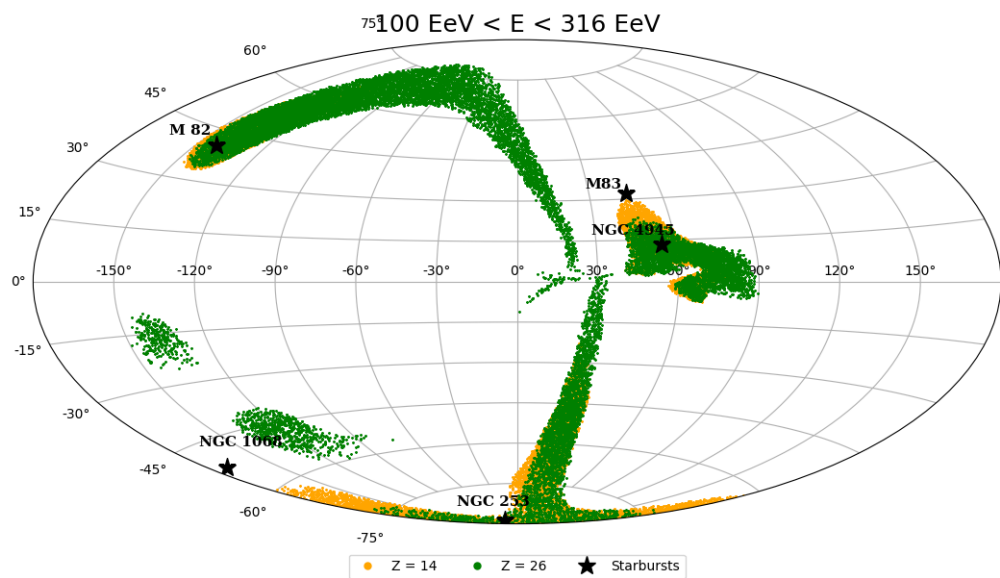
Fonte: Elaborado pelo autor.

Figura 43 – Deflexão de raios cósmicos com 5° ao redor da direção da fonte



Fonte: Elaborado pelo autor.

Figura 44 – Deflexão de raios cósmicos com 8° ao redor da direção da fonte



Fonte: Elaborado pelo autor.

Nas figuras 42, 43 e 44 as simulações foram realizadas na faixa de energia de 100 EeV até 316 EeV. Nesta última faixa de energia, apenas núcleos de silício e ferro conseguem se propagar e serem detectados em altas energias. A ausência de partículas mais leves em energias mais altas ocorre devido aos processos de desintegração e perda de energia discutidos

na sessão 5.2. A tabela 8 mostra o número de núcleos considerando os clusters. Observamos um grande aumento no número de eventos que entram na Galáxia na direção das fontes quando consideramos não apenas a direção da Starburst, mas regiões de aceleração ao seu redor.

Tabela 8 – Propagação dos UHECRs em diferentes faixas de energia

Faixa e energia (EeV)	Quantidade de núcleos		
	fonte	5°	8°
40 - 316	3821	24610	63457
70 - 316	3926	24627	62585
100 - 316	2160	13007	32927

8 CONCLUSÃO

Nesta dissertação foram estudadas as galáxias *Starburst* M82, NGC253, NGC4945, M83 e NGC1068, todas com distâncias inferiores a 15Mpc. Foram avaliadas as possibilidades destas galáxias contribuírem para composição do espectro de energia dos raios cósmicos ultra energéticos. Foi realizada ainda, uma breve descrição acerca do contexto histórico, no que diz respeito à descoberta dos raios cósmicos. Também estudou-se a relevância da composição dos raios cósmicos e o efeito do campo magnético Galáctico na propagação e direção de chegada dos UHECRs.

Analisaram-se as técnicas de detecção dos raios cósmicos ultra-energéticos realizadas pelo Observatório Pierre Auger, com uma uma breve descrição do detector de superfície e o detector de fluorescência, enfatizando o método de complementaridade, onde as duas leituras são comparadas, conferindo um grau maior de confiabilidade. Estudou-se também a interação dos raios cósmicos ultra-energéticos com a atmosfera, o que provoca o chamado chuveiro atmosférico extenso. Foram apresentados os mecanismos de aceleração de raios cósmicos, os chamados modelos *top-down* e *bottom-up*; o corte GZK, assim como os mecanismos de perda de energia, ao longo da trajetória dos raios cósmicos ultra energéticos.

As galáxias *starburst* foram propostas neste trabalho a partir da correlação existente entre a direção de chegada de UHECRs e a direção no céu de *Starburst* próximas (até 15 Mpc) (ANCHORDOQUI, 2019). Escolhidas as fontes: M82, NGC253, NGC4945, M83 e NGC1068, foram estudados os efeitos da deflexão do campo magnético Galáctico, modelo JF2012 com o programa CRT, quando UHECRs entram na Galáxia. Foram considerados a direção da fonte no céu, bem como clusters ao redor da fontes. Os resultados mostraram que o efeito do campo magnético é alto e mais intenso para núcleos mais pesados, sendo necessário considerá-los em estudos de anisotropia de UHECRs.

Com a utilização do CRPropa3, para quantificação das perdas de energia dos raios cósmicos a partir das distâncias das galáxias *Starburst*, simulações foram realizadas com diferentes índices espectrais. O objetivo foi mostrar que galáxias *Starburst* próximas contribuem com o final do espectro e possivelmente com composições mais pesadas. Os índices espectrais obtidos para fontes pontuais próximas foram de 2.8 a 3.0, o que está de acordo com o indicado pelo Observatório Pierre Auger no final do espectro (AAB *et al.*, 2020). No entanto, faz-se necessário estudos mais detalhados considerando conjuntos de fontes locais e com modelos de aceleração de partículas na fontes específicos.

A continuação do funcionamento do Observatório Pierre Auger nos próximos anos será essencial para obtermos informações mais precisas de composição e número maior de eventos de UHECRs, para então aperfeiçoarmos os modelos teóricos e inferirmos fontes de UHECRs com precisão.

REFERÊNCIAS

- AAB, A. *et al.* Measurement of the cosmic-ray energy spectrum above 2.5×10^{18} eV using the Pierre Auger Observatory. **Physical Review D**, American Physical Society (APS), v. 102, n. 6, sep 2020. Disponível em: <https://doi.org/10.1103/PhysRevD.102.062005>.
- ABREU P., A. M. A. J. e. a. The energy spectrum of cosmic rays beyond the turn-down around 10^{17} eV as measured with the surface detector of the Pierre Auger Observatory. **Eur. Phys. J. C**, v. 81, p. 966, nov. 2021.
- AGASA. **AGASA Results**. 2003. Akeno.icrr.u-tokyo.ac.jp. Disponível em: <https://www-akeno.icrr.u-tokyo.ac.jp/AGASA/results.html#100EeV>. Acesso em: 13 aug. 2022.
- AGUILAR, A. J. **Particle Astrophysics Lecture 3**. 2006. Site iiHe Bruxelles Brussel. Disponível em: <https://w3.iihe.ac.be/~aguilar/PHYS-467/PA3.html>. Acesso em: 8 nov. 2021.
- ALLARD, D. *et al.* Extragalactic cosmic-ray source composition and the interpretation of the ankle.
- ANCHORDOQUI, L. A. Ultra-high-energy cosmic rays. **Physics Reports**, v. 801, p. 1–93, 2019. ISSN 0370-1573. Ultra-high-energy cosmic rays. Disponível em: <https://www.sciencedirect.com/science/article/pii/S037015731930002X>.
- ANCHORDOQUI, L. A. *et al.* What icecube data tell us about neutrino emission from star-forming galaxies (so far). **Phys. Rev. D**, American Physical Society, v. 89, p. 127304, Jun 2014. Disponível em: <https://link.aps.org/doi/10.1103/PhysRevD.89.127304>.
- ANGELIS, A. D.; PIMENTA, M. Introduction to particle and astroparticle physics. *In*: ASHBY, N. (Ed.). **Multimessenger Astronomy and its Particle Physics Foundations**. [S.l.]: Springer International Publishing AG, 2018. p. 580–586.
- ANJOS, R. C. **Propagação de raios cósmicos extragaláticos**. São Carlos: [s.n.], 2014. 211 p.
- ANJOS, R. C. *et al.* Ultrahigh-energy cosmic ray composition from the distribution of arrival directions. **Physical Review D**, American Physical Society (APS), v. 98, n. 12, dec 2018. Disponível em: <https://doi.org/10.1103/PhysRevD.98.123018>.
- AUGER. **Pierre Auger Observatory**. 2015. Flickr do observatório Pierre Auger. Disponível em: <https://www.flickr.com/photos/134252569@N07/20060199011/in/album-72157656013297308/>. Acesso em: 8 sep. 2022.
- AUGER, O. P. **Timeline of the Pierre Auger Observatory**. 2019. [Urlhttps://www.auger.org/observatory/timeline-observatory](https://www.auger.org/observatory/timeline-observatory).
- AUGER, O. P. **Pierre Auger Observatory**. 2022. [Urlhttps://www.auger.org](https://www.auger.org).
- BANDEIRA Y. B.AND MACKEDANZ, L. F. Mecanismos de limitação da energia de raios cósmicos durante sua propagação. *Revista Brasileira de Ensino de Física*, v. 41, n. 4, may 2019. Disponível em: <https://www.scielo.br/j/rbef/a/BjRMqrppGcWSTmWhZMrBgxp/?format=pdf&lang=pt>.
- BATISTA, R. A. **Da Deflexão de Raios Cósmicos Ultra-Energéticos no Campo Magnético Galáctico**. fev. 2012. 120 p. Dissertação (Mestrado) — Universidade Estadual de Campinas - Instituto de Física “Gleb Wataghin”, Campinas, fev. 2012.

- BATISTA, R. A. *et al.* CRPropa 3—a public astrophysical simulation framework for propagating extraterrestrial ultra-high energy particles. **Journal of Cosmology and Astroparticle Physics**, IOP Publishing, v. 2016, n. 05, p. 038–038, may 2016. Disponível em: <https://doi.org/10.1088%2F1475-7516%2F2016%2F05%2F038>.
- BATISTA, R. A.; SCHIFFER, P.; SIGL, G. Propagation of UHECRs in the universe. **Nuclear Instruments and Methods in Physics Research Section A: Accelerators, Spectrometers, Detectors and Associated Equipment**.
- BECKER, J. K. *et al.* **Cosmic Rays VI - Starburst galaxies at multiwavelengths**. arXiv, 2009. Disponível em: <https://arxiv.org/abs/0901.1775>.
- BEREZINSKY, V.; GAZIZOV, A.; GRIGORIEVA, S. n astrophysical solution to ultrahigh energy cosmic rays. **Physical Review D**, v. 74, n. 4, p. 41, ago. 2006.
- BEREZINSKY, V.; KACHELRIESS, M.; VILENKIN, A. Ultrahigh Energy Cosmic Rays without Greisen-Zatsepin-Kuzmin Cutoff. **Phys. Rev. Lett.**, American Physical Society, v. 75, n. 22, p. 4302–4305, dez. 1997. Disponível em: <https://link.aps.org/doi/10.1103/PhysRevLett.79.4302>.
- BOEN, B. **Galaxy NGC 4945**. 2017. https://www.nasa.gov/mission_pages/chandra/multimedia/galaxy-ngc4945.html.
- Bolton, J. G.; Wild, J. P. On the Possibility of Measuring Interstellar Magnetic Fields by 21-CM Zeeman Splitting. , v. 125, p. 296, jan. 1957.
- CONSELICE, C. J. **The Evolution of Starburst Galaxies**. 2003. ArXiv. Disponível em: <https://arxiv.org/abs/astro-ph/0012454>.
- COULOMB, C. A. **Memoires sur l'electricite et la magnetisme**. Chez Bachelier, libraire, 1789. Disponível em: <https://library.si.edu/digital-library/book/mmoiressurlectr00coul>.
- Davies, R. D.; Booth, R. S.; Wilson, A. J. Interstellar Magnetic Fields determined from Zeeman Effect Measurements. , v. 220, n. 5173, p. 1207–1210, dez. 1968.
- Davis L., J.; Greenstein, L. The Polarization of Starlight by Aligned Dust Grains. , v. 114, p. 206, set. 1951.
- DERMER, C. D.; RAZZAQUE, S. Acceleration of ultra-high-energy cosmic rays in the colliding shells of blazars and gamma-ray bursts: Constraints from the Fermi gamma-ray space telescope. **The Astrophysical Journal**, American Astronomical Society, v. 724, n. 2, p. 1366–1372, nov 2010. Disponível em: <https://doi.org/10.1088%2F0004-637x%2F724%2F2%2F1366>.
- DOMÍNGUEZ, A. *et al.* A new measurement of the Hubble constant and matter content of the universe using extragalactic background light γ -ray attenuation. **The Astrophysical Journal**, American Astronomical Society, v. 885, n. 2, p. 137, nov 2019. Disponível em: <https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab4a0e>.
- DOVA, M. **Ultra-High-Energy Cosmic Rays**. CERN, 2015. Disponível em: <https://cds.cern.ch/record/2019742>.
- EICHMANN, B. *et al.* Solving the multimessenger puzzle of the AGN-starburst composite galaxy NGC 1068. **The Astrophysical Journal**, American Astronomical Society, v. 939, n. 1, p. 43, nov 2022. Disponível em: <https://doi.org/10.3847%2F1538-4357%2Fac9588>.
- EISBERG, R.; RESNICK, R. **Quantum Physics of Atoms, Molecules, Solids, Nuclei, and Particles**. WILEY, 1985. 982 p. ISBN 047187373X. Disponível em: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1985qam.book.....E>. Acesso em: 28 sep. 2022.

- FARADAY, M. Experimental researches in electricity. seventh series. **Philosophical Transactions of the Royal Society of London**, The Royal Society, v. 124, p. 77–122, 1834. ISSN 02610523. Disponível em: <http://www.jstor.org/stable/108055>.
- FERMI, E. On the Origin of the Cosmic Radiation. **Phys. Rev.**, American Physical Society, v. 75, n. 8, p. 1169, abr. 1949. Disponível em: <https://link.aps.org/doi/10.1103/PhysRev.75.1169>.
- GAISSER T., E. R. . R. **Cosmic Rays and Particle Physics**. Cambridge University Press, 2016. ISBN 9780521016469. Disponível em: <https://doi.org/10.1017/CBO9781139192194>. Acesso em: 2 ago. 2022.
- GARNER, R. **Messier 77**. 2017. <https://www.nasa.gov/feature/goddard/2017/messier-77>.
- GARNER, R. **Messier 83 (The Southern Pinwheel)**. 2017. <https://www.nasa.gov/feature/goddard/2017/messier-83-the-southern-pinwheel>.
- GARNER, R. **Messier 82 (The Cigar Galaxy)**. 2021. <https://www.nasa.gov/feature/goddard/2017/messier-82-the-cigar-galaxy>.
- GILMORE, R. C. *et al.* Semi-analytic modelling of the extragalactic background light and consequences for extragalactic gamma-ray spectra. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 422, n. 4, p. 3189–3207, 05 2012. ISSN 0035-8711. Disponível em: <https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2012.20841.x>.
- GREISEN, K. End to the cosmic-ray spectrum? **Phys. Rev. Lett.**, American Physical Society, v. 16, p. 748–750, Apr 1966. Disponível em: <https://link.aps.org/doi/10.1103/PhysRevLett.16.748>.
- Hall, J. S.; Mikesell, A. H. Observations of polarized light from stars. , v. 54, p. 187–188, set. 1949.
- HEITER, C. *et al.* Production and propagation of ultra-high energy photons using CRPropa 3. **Astroparticle Physics**, Elsevier BV, v. 102, p. 39–50, nov 2018. Disponível em: <https://doi.org/10.1016%2Fj.astropartphys.2018.05.003>.
- HILLAS, A. M. The Origin of Ultra-High-Energy Cosmic Rays. **Annual review of astronomy and astrophysics**, v. 22, 1984.
- HORANDEL, J. Cosmic Rays from the Knee to the Second Knee.: 10^{14} to $10^{18}eV$. **Modern Physics Letters A**, v. 22, 2007.
- JANSSON, R.; FARRAR, G. R. A new model of the galactic magnetic field. **The Astrophysical Journal**, American Astronomical Society, v. 757, n. 1, p. 14, aug 2012. Disponível em: <https://doi.org/10.1088%2F0004-637x%2F757%2F1%2F14>.
- KRONBERG, P. P. Extragalactic magnetic fields. **Reports on Progress in Physics**, IOP Publishing, v. 57, n. 4, p. 325–382, apr 1994. Disponível em: <https://doi.org/10.1088/0034-4885/57/4/001>.
- LETESSIER-SELVON, A.; STANEV, T. Ultrahigh energy cosmic rays. **Rev. Mod. Phys.**, v. 83, p. 907–942, set. 2011.
- LICQUIA, T. C.; NEWMAN, J. A. Improved Estimates of the Milky Way's Stellar Mass and Star Formation Rate from Hierarchical Bayesian Meta-Analysis. **The Astrophysical Journal**, v. 806, n. 1, p. 96, jun. 2015. Disponível em: <https://doi.org/10.1088/0004-637x/806/1/96>.
- Mathewson, D. S.; Ford, V. L. Polarization Observations of 1800 Stars. , v. 74, p. 139, jan. 1970.

MCCARTHY, F.; MADHAVACHERIL, M. S. Improving models of the cosmic infrared background using CMB lensing mass maps. **Physical Review D**, American Physical Society (APS), v. 103, n. 10, may 2021. Disponível em: <https://doi.org/10.1103/PhysRevD.103.103515>.

MEHREZ, F. **Design and test of a readout ASIC for a SiPM - based camera : ALPS (ASIC de lecture pour un photodétecteur SiPM)**. 11 2015. Tese (Doutorado), 11 2015.

MELLO, V. B. B. **Correlação Com Catálogos Astronômicos E Autocorrelação Dos Raios Cósmicos De Altíssimas Energias Medidos Pelo Observatório Pierre Auger**. mar. 2015. 23 p. Dissertação (Mestrado) — UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO DE JANEIRO INSTITUTO DE FÍSICA, Rio de Janeiro, mar. 2015.

MOCELLIN, A. G. B. **Cálculo Da Luminosidade De Raios Cósmicos De Galáxias Starburst**. set. 2022. 87 p. Dissertação (Mestrado) — Universidade Tecnológica Federal do Paraná, Curitiba, set. 2022.

NASA. **WMAP - PLANCK All Sky Comparison**. 2018. Disponível em: https://lambda.gsfc.nasa.gov/product/wmap/current/m_images.html. Acesso em: 2 oct. 2022.

NEMIROFF, R.; BONNELL, J. **NGC 253: Dusty Island Universe**. 2018. <https://apod.nasa.gov/apod/ap180322.html>.

NESBITT, J. **Qui-Quadrado**. Harbra., 1994. ISBN 8529402138 9788529402130. Disponível em: <https://www.harbra.com.br/produto.php?id=4753&pg=Qui-quadrado%20-%20Matem%E1tica>. Acesso em: 16 oct. 2022.

PACINI, D. Penetrating radiation at the surface of and in water. arXiv, 2010. Disponível em: <https://arxiv.org/abs/1002.1810>.

Puget, J. L.; Stecker, F. W.; Bredekamp, J. H. Photonuclear interactions of ultrahigh energy cosmic rays and their astrophysical consequences. , v. 205, p. 638–654, abr. 1976.

SCHNEIDER, P. **Extragalactic Astronomy and Cosmology An Introduction**. Springer Heidelberg New York Dordrecht London, 2015. 637 p. ISBN 978-3-642-54082-0. Disponível em: <https://link.springer.com/book/10.1007/978-3-642-54083-7>. Acesso em: 14 oct. 2021.

SOKOLSKY, P.; THOMSON, G. **Introduction To Ultrahigh Energy Cosmic Ray Physics**. [S.l.]: 2020., 1994. Acesso em: 16 oct. 2022.

SOUZA, L. V. F. **Astrofísica de Partículas: detecção, propagação e geração de partículas de altíssima energia. Tese (Livre Docência)**. 2015. Instituto de Física de São Carlos, Universidade de São Paulo - IFSC. 2015. 76p.

SUTHERLAND, M.; BAUGHMAN, B.; BEATTY, J. Crt: A numerical tool for propagating ultra-high energy cosmic rays through galactic magnetic field models. **Astroparticle Physics**, v. 34, n. 4, p. 198–204, 2010. ISSN 0927-6505. Disponível em: <https://www.sciencedirect.com/science/article/pii/S0927650510001258>.

TANABASHI, M. Review of particle physics. **PHYSICAL REVIEW**, v. 030001, n. 98, p. 429, 2018.

TORRES, D. F.; ANCHORDOQUI, L. A. Astrophysical origins of ultrahigh energy cosmic rays. **Reports on Progress in Physics**, v. 67, n. 9, p. 1663–1730, jul. 2004.

VIETRI, M. **Foundations of high-energy astrophysics**. University of Chicago Press, 2008. 570 p. ISBN 978-0-226-85569-1. Disponível em: <http://www.cosmic-rays.ru/books32/20083202.pdf>. Acesso em: 18 jul. 2022.

VILLELA, T.; FERREIRA, I.; WUENSCHÉ, C. A. Cosmologia observacional: a radiação cósmica de fundo em microondas. **Revista USP**, v. 1, p. 104–115, aug 2004.

WERLE, A. **Galáxias Post-Starburst No Universo Local**. 2014. Dissertação (Mestrado) — Universidade Federal de Santa Catarina, Santa Catarina, 2014.

WIDROW, L. M. Origin of galactic and extragalactic magnetic fields. **Reviews of Modern Physics**, American Physical Society (APS), v. 74, n. 3, p. 775–823, jul 2002. Disponível em: <https://doi.org/10.1103/RevModPhys.74.775>.

YAN, H. *et al.* **First Batch of Candidate Galaxies at Redshifts 11 to 20 Revealed by the James Webb Space Telescope Early Release Observations**. arXiv, 2022. Disponível em: <https://arxiv.org/abs/2207.11558>.

Zatsepin, G. T.; Kuz'min, V. A. Upper Limit of the Spectrum of Cosmic Rays. **Soviet Journal of Experimental and Theoretical Physics Letters**, v. 4, p. 78, ago. 1966.

ANEXO A – Simulando emissão de partículas a partir de uma fonte extragaláctica

```

1
import sys
3 from crpropa import *

5 # simulation setup
sim = ModuleList()
7 sim.add( SimplePropagation() )
sim.add( Redshift() )
9 sim.add( PhotoPionProduction(CMB()) )
sim.add( PhotoPionProduction(IRB_Gilmore12()) )
11 sim.add( PhotoDisintegration(CMB()) )
sim.add( PhotoDisintegration(IRB_Gilmore12()) )
13 sim.add( NuclearDecay() )
sim.add( ElectronPairProduction(CMB()) )
15 sim.add( ElectronPairProduction(IRB_Gilmore12()) )
sim.add( EMInverseComptonScattering(CMB()) )
17 sim.add( EMInverseComptonScattering(IRB_Gilmore12()) )
sim.add( MinimumEnergy( 1 * EeV )
19

# observer and output
21 obs = Observer()
obs.add( ObserverPoint() )
23 output = TextOutput( 'NGC1068_D14-7_IE3-3_N_Source.txt', Output.Event1D)
#output = CRPropa2ROOTEventOutput1D('events.root')
25 obs.onDetection( output )
sim.add( obs )
27

# source
29 source = Source()
source.add( SourcePosition(14.7 * Mpc) )
31 source.add( SourceRedshift1D() )

33 # power law spectrum with charge dependent maximum energy Z*100 EeV

```



```
# elements: H, He, N, Fe with equal abundances at constant energy per
nucleon
35 composition = SourceComposition(1 * EeV, 100 * EeV, -3.3)
#composition.add(1, 1, 1) # H
37 #composition.add(4, 2, 1) # He-4
composition.add(14, 7, 1) # N-14
39 #composition.add(28, 14, 1) # Si-28
#composition.add(56, 26, 1) # Fe-56
41 source.add( composition )

43 # run simulation
sim.setShowProgress(True)
45 sim.run(source, 1000000, True)
print "----- IE: 3.3 -----"
47
49
```