

# Astrofísica de altas energías

## 2. Rayos cósmicos

Alberto Carramiñana  
INAOE

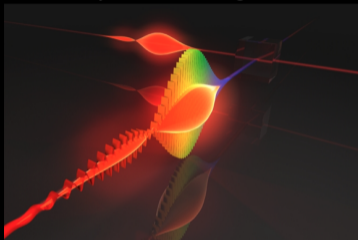
Tonantzintla, 26 de febrero de 2024

# Astrofísica de altas energías - temario

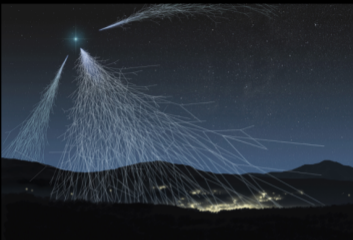
1. Partículas astrofísicas
2. Rayos cósmicos
3. Observatorios y observaciones de rayos  $\gamma$
4. Neutrinos
5. Acreción en objetos compactos
6. Relatividad y gravitación
7. Fuentes astrofísicas de rayos  $\gamma$  y neutrinos
8. Colapso de supernovas
9. Ondas gravitacionales
10. Misceláneos

# Astrofísica de altas energías - astrofísica multi-mensajero

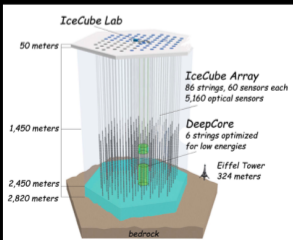
## Luz y ondas electromagnéticas



## Partículas cósmicas



## Neutrinos



## Ondas gravitacionales



## 2. Rayos cósmicos

2.1. Descubrimiento de la radiación cósmica

2.2. Características

2.3. Observaciones de rayos cósmicos con satélites

2.4. Cascadas atmosféricas y detectores de superficie

2.5. Propagación

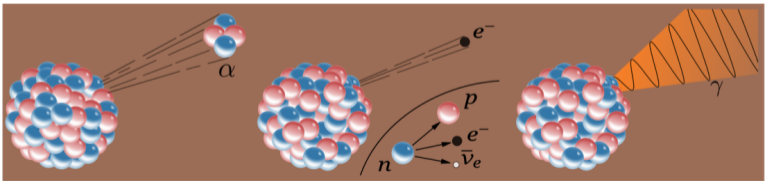
2.6. Energética y aceleración

2.7. Rayos cósmicos ultra-energéticos

## 2.1. El descubrimiento de la radiación cósmica<sup>1</sup>



- ▶ Alrededor de 1785, Coulomb observó la descarga espontánea de electros copios.
- ▶ A finales del siglo XIX, se mostró que la tasa de descarga disminuía al disminuir la presión del aire en el electroscopio  $\Rightarrow$  la descarga está asociada al aire.
- ▶ Elster & Geitel (1900) mostraron que la radioactividad, recientemente descubierta, causa un exceso de ionización en el ambiente.

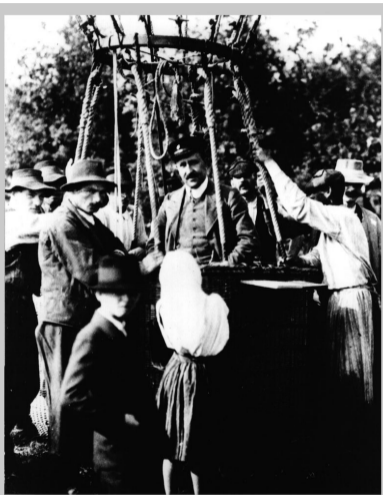


<sup>1</sup>De Angelis (2014) & arxiv 1208.6527.

## 2.1. El descubrimiento de la radiación cósmica



**Theodor Wulf 1910**



**Victor Hess 1912**

## 2.1. El descubrimiento de la radiación cósmica

### 1.1 Short history

5

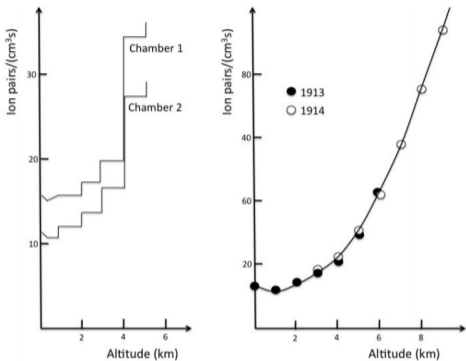
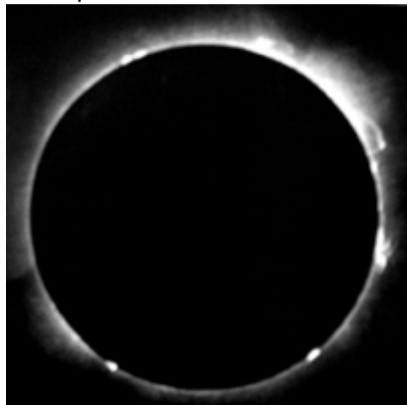


Figure 1.1: Increase of ionization with altitude as measured by Hess in 1912 (left) and by Kolhorster (right).

Panetta (2017)

El eclipse del 17 de abril de 1912.



La radiación cósmica  
es de origen extrasolar.

## 2.1. El descubrimiento de la radiación cósmica - desarrollo

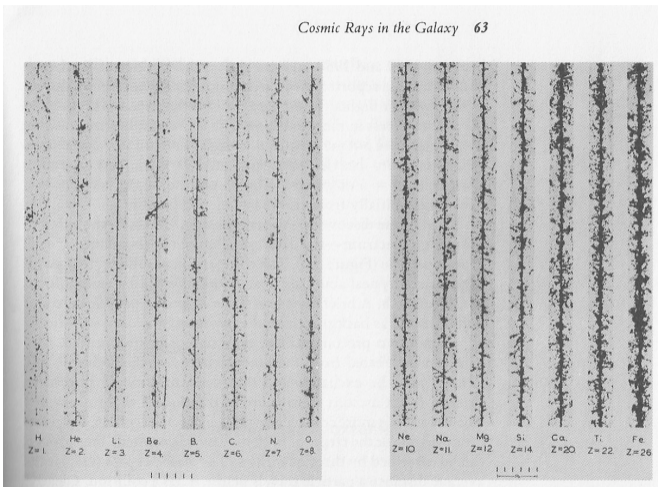
- ▶ 1910s - 1930s: la naturaleza de los rayos cósmicos
- ▶ 1930s - 1950s: física de partículas
- ▶ 1950s: el origen de los rayos cósmicos
- ▶ 1950s - 2000s: detectores de superficie; la frontera de la energía
- ▶ 1990s - 2020s: la física de astropartículas



## 2.2. Características - naturaleza

- ▶ Mediciones en globos y alta montaña en los 1920s y 1930s mostraron que los rayos cósmicos son principalmente núcleos atómicos (90 % H, 9 % He, 1 % otros):
  - efecto de latitud  $\Rightarrow$  partículas cargadas;
  - efecto Este-Oeste  $\Rightarrow$  partículas con carga positiva.
- ▶ La composición de los rayos cósmicos difiere de la solar.
- ▶ Espectro de energía en ley de potencias, abarcando doce órdenes de magnitud.
- ▶ Distribución en el cielo mayormente isotrópica.
- ▶ Los rayos cósmicos primarios interactúan con la atmósfera, produciendo las partículas secundarias que se miden en la Tierra.

## 2.2. Características generales - composición



**Figura 1:** Trazas de rayos cósmicos obtenidas en alta montaña ilustrando la dependencia de la ionización con la carga ( $\propto Z^2$ ). De *Cosmic rays*, Friedlander (1989).

## 2.2. Características generales - composición

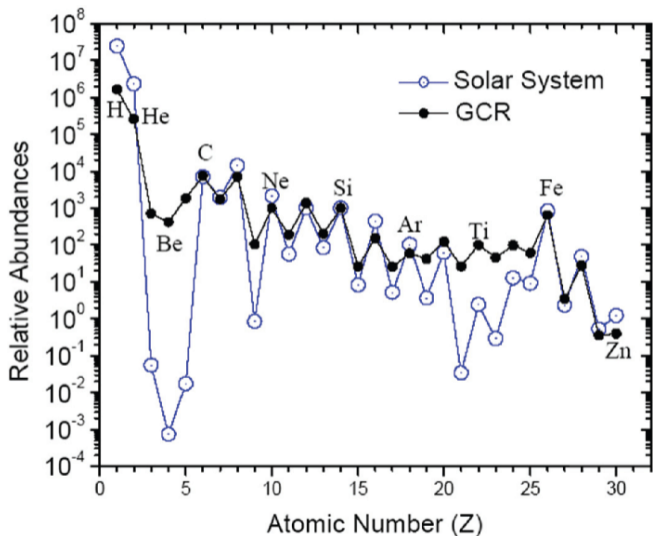
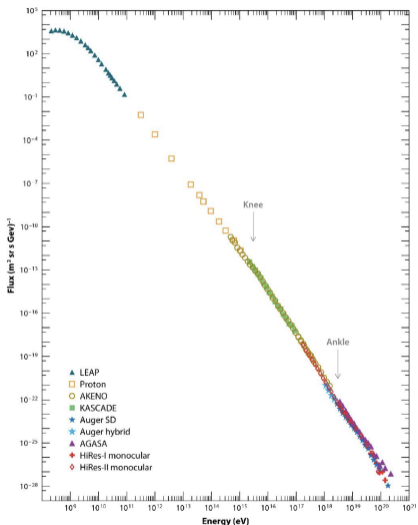


Figura 2: Abundancias químicas de rayos cósmicos en relación al Si (abundancia = 10), comparadas con las abundancias en el sistema solar (Pacini 2017).

## 2.2. Características generales - espectro



- ▶ Espectro en ley de potencias cubriendo doce órdenes de magnitud en energía.
- ▶ Espectro de energía de protones,

$$J_p(E_p, \Omega) = 2.2 \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ GeV}^{-1} \text{ sr}^{-1} E_p^{-2.75}.$$

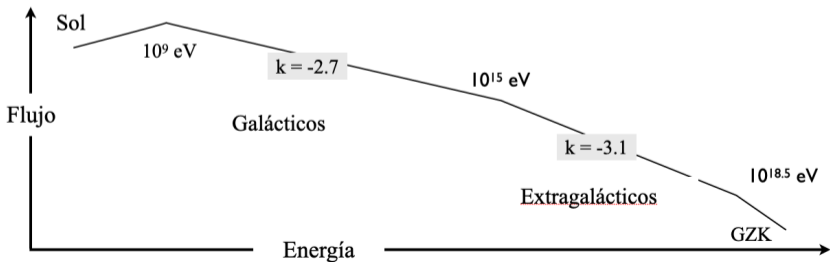
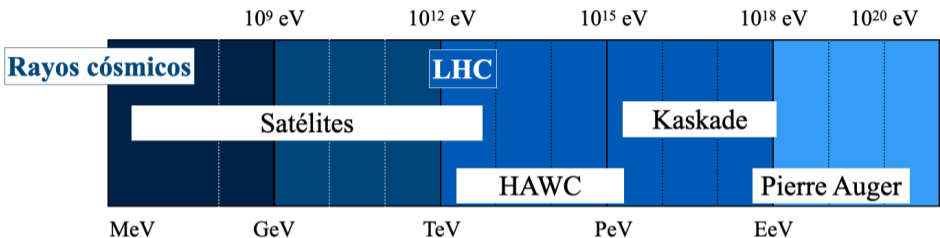
- El índice espectral cambia alrededor de  $E \gtrsim 10^{15} \text{ eV}$ , “the knee”, y  $E \gtrsim 10^{18} \text{ eV}$ , “the ankle”.
- ▶ Densidad de energía, en comparación,

$$\langle u_{cr} \rangle = 0.8 \text{ eV cm}^{-3};$$

$$\langle u_B \rangle = 0.6 \text{ eV cm}^{-3};$$

$$\langle u_{CMB} \rangle = 0.25 \text{ eV cm}^{-3}.$$

## 2.2. Características generales - espectro



## 2.2. Características generales - partículas elementales

- ▶ Entre 1930 y 1950 los rayos cósmicos permitieron investigar colisiones nucleares a muy altas energías y la existencia de nuevas partículas:
  - el positrón ( $e^+$ ) descubierto por Carl Anderson (1932); y la teoría del electrón (Dirac 1928).
  - el muón ( $\mu$ ) reportado por Anderson & Neddermeyer (1936), en coincidencia con la propuesta del mesón, partícula planteada para la cohesión de núcleo atómico por Yukawa (1936).
  - El pión (mesón  $\pi$ ) descubierto por Powell & Occhialini (1947).
  - Reportes de más partículas  $K^\pm$ ,  $K^0$ ,  $\Xi$ ,  $\Lambda$ ,  $\Sigma$ , ...
- ▶ En los 1950s la física de partículas se traslada a los grandes aceleradores.

132 *The Subnuclear World*



"Cosmic rays", Friedlander (1989).

## 2.2. Características generales - partículas elementales

	mass →	≈2.3 MeV/c <sup>2</sup>	≈1.275 GeV/c <sup>2</sup>	≈173.07 GeV/c <sup>2</sup>	0	≈126 GeV/c <sup>2</sup>
charge →	2/3	2/3	2/3	0	0	0
spin →	1/2	1/2	1/2	1	0	0
		<b>u</b> up	<b>c</b> charm	<b>t</b> top	<b>g</b> gluon	<b>H</b> Higgs boson
<b>QUARKS</b>						
	mass →	≈4.8 MeV/c <sup>2</sup>	≈95 MeV/c <sup>2</sup>	≈4.18 GeV/c <sup>2</sup>	0	
	charge →	-1/3	-1/3	-1/3	0	
	spin →	1/2	1/2	1/2	1	
		<b>d</b> down	<b>s</b> strange	<b>b</b> bottom	<b>γ</b> photon	
	mass →	0.511 MeV/c <sup>2</sup>	105.7 MeV/c <sup>2</sup>	1.777 GeV/c <sup>2</sup>	91.2 GeV/c <sup>2</sup>	
	charge →	-1	-1	-1	0	
	spin →	1/2	1/2	1/2	1	
		<b>e</b> electron	<b>μ</b> muon	<b>τ</b> tau	<b>Z</b> Z boson	
<b>LEPTONS</b>						
	mass →	<2.2 eV/c <sup>2</sup>	<0.17 MeV/c <sup>2</sup>	<15.5 MeV/c <sup>2</sup>	80.4 GeV/c <sup>2</sup>	
	charge →	0	0	0	±1	
	spin →	1/2	1/2	1/2	1	
		<b>ν<sub>e</sub></b> electron neutrino	<b>ν<sub>μ</sub></b> muon neutrino	<b>ν<sub>τ</sub></b> tau neutrino	<b>W</b> W boson	
						<b>GAUGE BOSONS</b>

## 2.2. Características generales - carga en campo magnético uniforme

- ▶ Partículas cargadas en campos EM se ven sujetos a la fuerza de Lorentz,

$$\frac{d(\gamma mc^2)}{dt} = q\vec{E} \cdot \vec{v}, \quad \frac{d(\gamma m\vec{v})}{dt} = q \left( \vec{E} + \frac{\vec{v}}{c} \times \vec{B} \right), \quad (1)$$

- ▶  $\vec{E} = 0 \Rightarrow \gamma$  constante. El movimiento depende de  $\omega_B$ , la frecuencia de sincrotrón,

$$\frac{d\vec{v}}{dt} = \vec{v} \times \vec{\omega}_B, \quad \vec{\omega}_B = \frac{q\vec{B}}{\gamma mc} = \frac{q\vec{B}c}{\mathcal{E}}. \quad (2)$$

- ▶ Para  $\vec{B} = b\hat{z}$ , velocidad es uniforme sobre  $\hat{z}$  y circular uniforme en el plano normal,

$$\vec{v}(t) = v_{\parallel} \hat{z} + v_{\perp} \{ \hat{x} \cos(\omega_B t) + \hat{y} \sin(\omega_B t) \},$$

Se definen el radio de giro  $r_{\ell}$  y rigidez magnética  $R \equiv p_{\perp} c / q$ ,

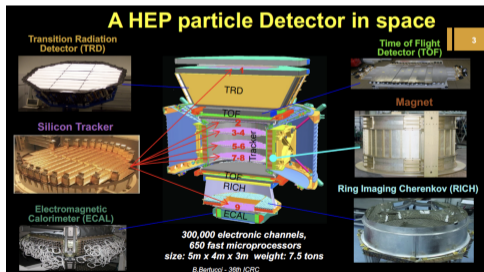
$$r_{\ell} = \frac{v_{\perp}}{\omega_B} = \frac{p_{\perp} c}{qB} = R/B,$$

- ▶ Tres campos relevantes son el geomagnético, el heliosférico y el Galáctico.



## 2.3. Observaciones con satélites - detectores

- ▶ Detectores en órbita permiten la detección de partículas a energías de GeV y TeV.
- ▶ Identificación confiable de partículas con espectrómetros de masa.
- ▶ Estudios detallados de espectro y composición.
  - incluyendo antimateria y búsquedas de materia oscura.
- ▶ Algunos instrumentos dedicados a estudiar el Sol.



- ▶ Alpha Magnetic Spectrometer, a bordo de la estación espacial internacional (<http://ams.nasa.gov>).
- ▶ Ver también <http://pamela.roma2.infn.it>

<https://www.icrc2019.org/uploads/1/1/9/0/119067782/2019-icrc-ams-final.pdf>

## 2.3. Observaciones con satélites - el Sol, actividad

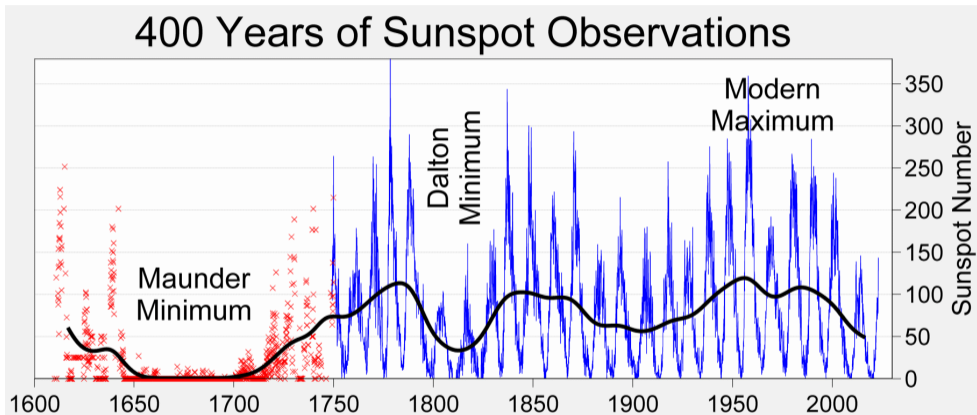


Figura 3: Conteo de manchas solares a lo largo de 400 años. ([commons.wikimedia.org/...](https://commons.wikimedia.org/))

## 2.3. Observaciones con satélites - ciclo 24 de actividad solar



Figura 4: Ciclo 24 de actividad solar (NOAA).

## 2.3. Observaciones con satélites - ciclo 25 de actividad solar

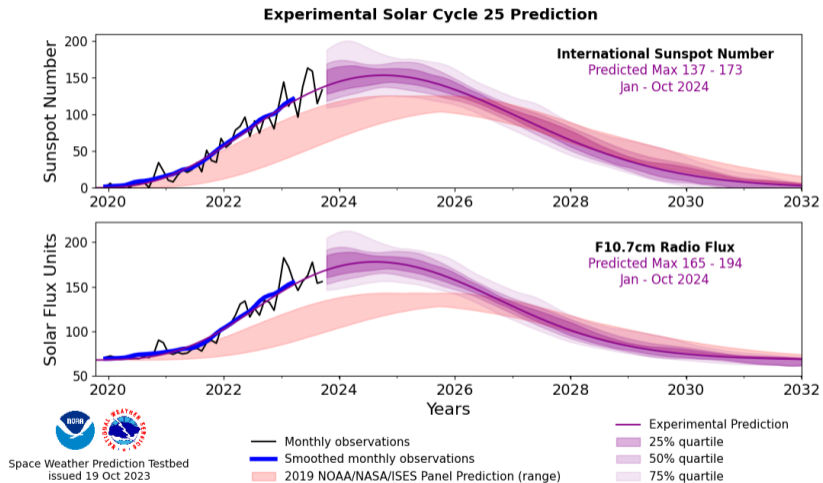
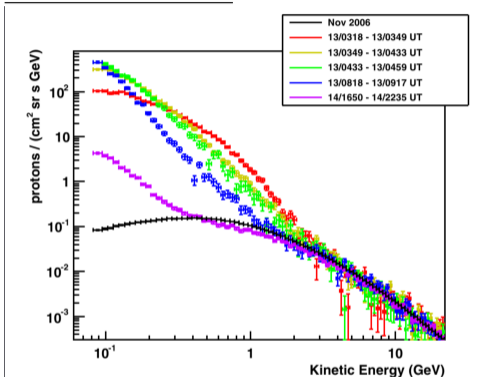


Figura 5: Ciclo 25 de actividad solar (NOAA).

## 2.3. Observaciones con satélites - partículas solares

### Partículas solares

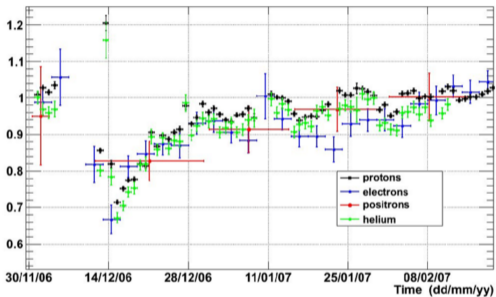


SEP event of December 13, 2006 - Proton spectrum

CLOSE X

### Rayos cósmicos

Rigidity from 1.57 to 5.70 GV



Forbush decrease - December 2006

CLOSE X

Emisiones de partículas solares en coincidencia con “decrecimientos Forbush” de rayos cósmicos.

## 2.3. Observaciones con satélites - modulación solar

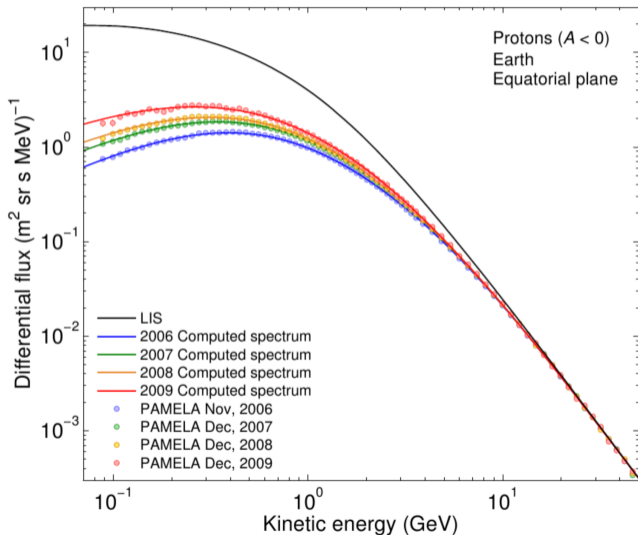


Figura 6: Observaciones del flujo de rayos cósmicos alrededor del mínimo de actividad solar del ciclo 24. Estas mediciones dan indicaciones acerca del Local Intertellar Spectrum.

## 2.3. Observaciones con satélites - propagación en la heliósfera

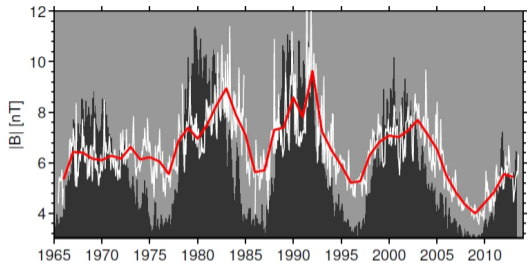
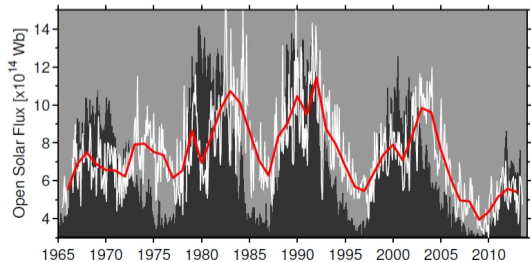


Figura 7: Campo magnético heliosférico a 1 UA de Sol (Owens & Forsyth 2013).



## 2.3. Observaciones con satélites - composición

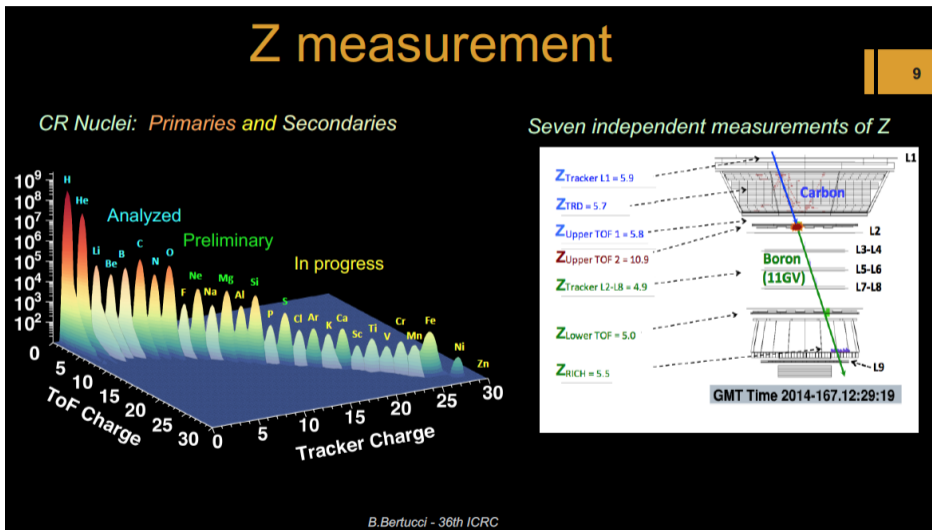


Figura 8: Separación de especies en AMS (fig. 2).



## 2.3. Observaciones con satélites - composición; antipartículas

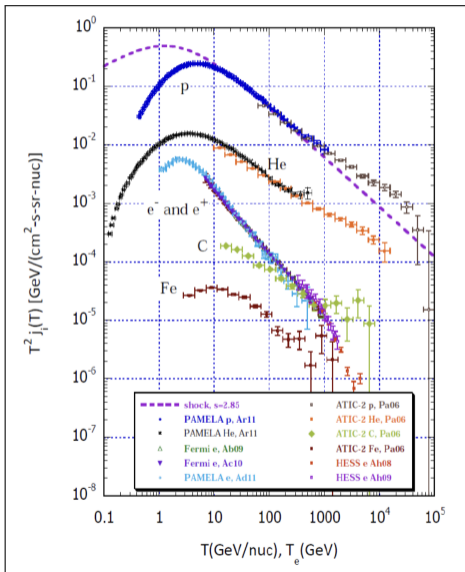


Figura 9: Espectros de protones, helio, carbono, hierro y e<sup>±</sup> obtenidos en órbita (PAMELA, ATIC, Fermi) y desde Tierra (H.E.S.S.).

## 2.3. Observaciones con satélites - composición; antiprotones

IEW LETTERS  
week ending  
17 SEPTEMBER 2010

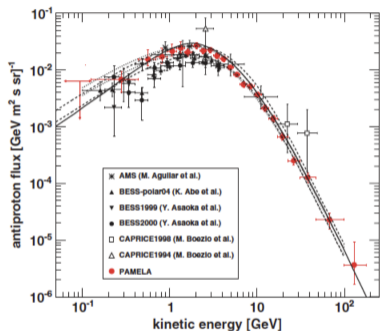


FIG. 1 (color). The antiproton energy spectrum at the top of the payload obtained in this work compared with contemporary measurements [21–25] and theoretical calculations for a pure secondary production of antiprotons during the propagation of cosmic rays in the Galaxy. The dotted and dashed lines indicate the upper and lower limits calculated by Donato *et al.* [31] for different diffusion models, including uncertainties on propagation parameters and antiproton production cross sections, respectively. The solid line shows the calculation by Ptuskin *et al.* [36] for the case of a plain diffusion model.

PRL 105, 121101 (2010) PHYSICAL REVIEW LETTERS

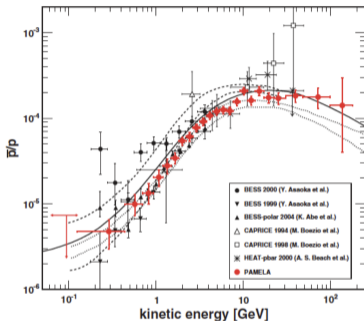
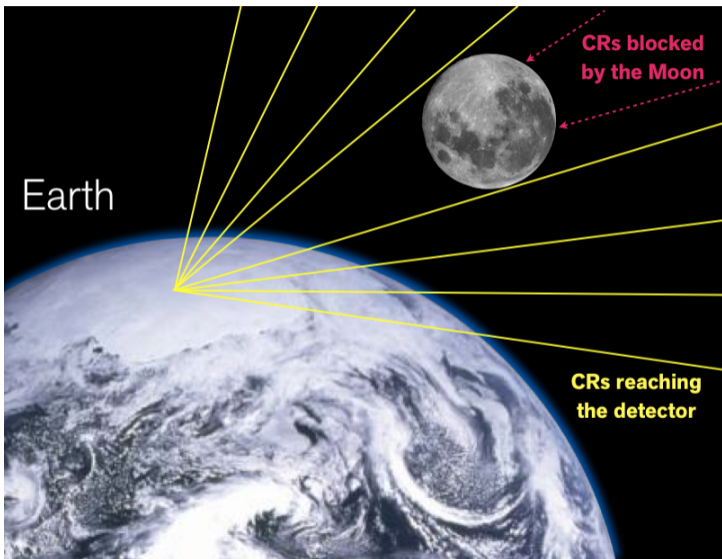


FIG. 2 (color). The antiproton-to-proton flux ratio at the top of the payload obtained in this work compared with contemporary measurements [21–24,26] and theoretical calculations for a pure secondary production of antiprotons during the propagation of cosmic rays in the Galaxy. The dashed lines show the upper and lower limits calculated by Simon *et al.* [6] for the leaky box Model, while the dotted lines show the limits from Donato *et al.* [37] for a diffusion reacceleration with convection model. The solid line shows the calculation by Ptuskin *et al.* [36] for the case of a plain diffusion model.

Figura 10: Espectro de antiprotones y cociente  $\bar{p}/p$  por experimentos en órbita.

## 2.3. Observaciones con satélites - antiprotones



## 2.3. Observaciones con satélites - antiprotones

A. U. ABEYSEKARA *et al.*

PHYS. REV. D 97, 102005 (2018)

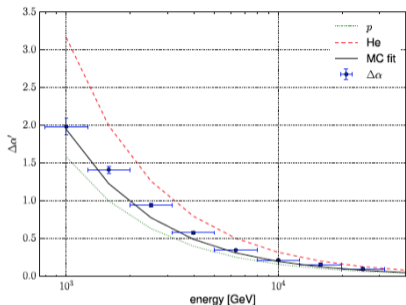


FIG. 2. The deflection of Moon shadow in right ascension as a function of energy in 33 months of data from HAWC. The dotted and dashed lines show the estimated deflection for pure protons and helium nuclei spectra respectively. The solid line is a fit to the mean deflection obtained from simulation. The blue points show the observed HAWC data.

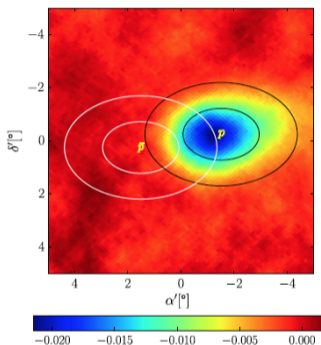


FIG. 3. The observed proton shadow at 1.6 TeV, with  $1\sigma$  and  $2\sigma$  width contours of the fitted Gaussian overlaid. The white ellipses show the expected position of an antiproton shadow obtained by a  $180^\circ$  rotation about the origin.

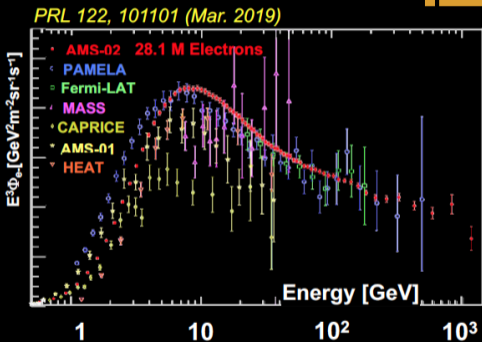
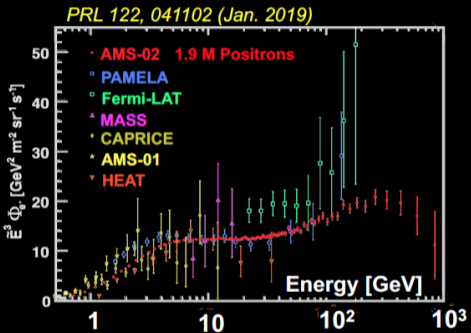
¡Hay video!

Figura 11: Desviación de la posición aparente de la sombra de la Luna medida con HAWC. Predicción de la sombra esperada de antiprotones a 1.6 TeV.

## 2.3. Observaciones con satélites - electrones y positrones

# Positron and Electron fluxes

11

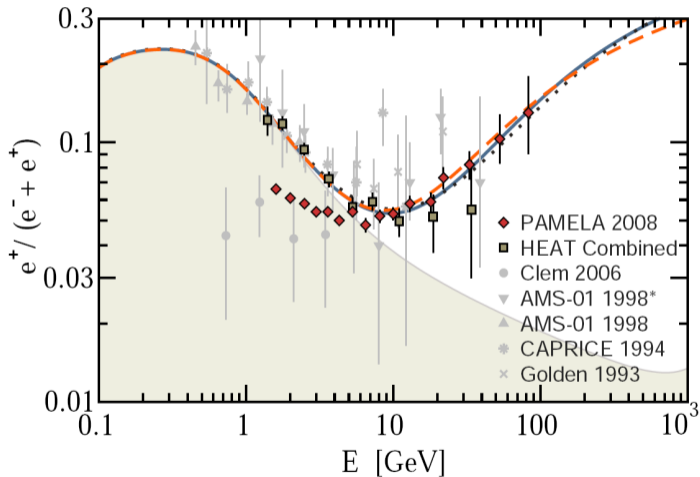


Accuracy & energy as



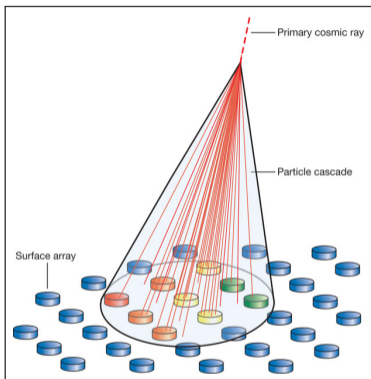
towards understanding

## 2.3. Observaciones con satélites - electrones y positrones



**Figura 12:** Fracción de positrones cósmicos. La zona en color indica el flujo esperado por interacciones en el medio interestelar. El ajuste incluye la posible contribución por pulsares cercanos. Modelos basados en materia oscura proporcionan una tercera posibilidad (Yüksel, Kistler & Stanev 2009).

## 2.4. Detectores de superficie - cascadas atmosféricas



- ▶ En los 1930s varios científicos (Skobelzyn 1932; Blackett & Occhialini 1932, 1933; Bruno Rossi 1933) descubren experimentalmente que los rayos cósmicos de muy alta energía producen cascadas de partículas secundarias en detectores y en la atmósfera.
- Deduciendo que las partículas primarias tienen energías en exceso de 100s de MeV ( $\rightarrow 10^{11}$ eV).
- ▶ En 1939 Pierre Auger reporta coincidencias en detectores separados por 300 m, deduciendo energías para las partículas primarias hasta de  $\sim 10^{15}$ eV.

- ▶ Los arreglos de superficie registran el paso casi-simultáneo de múltiples partículas de alta energía.

## 2.4. Detectores de superficie - cascadas atmosféricas

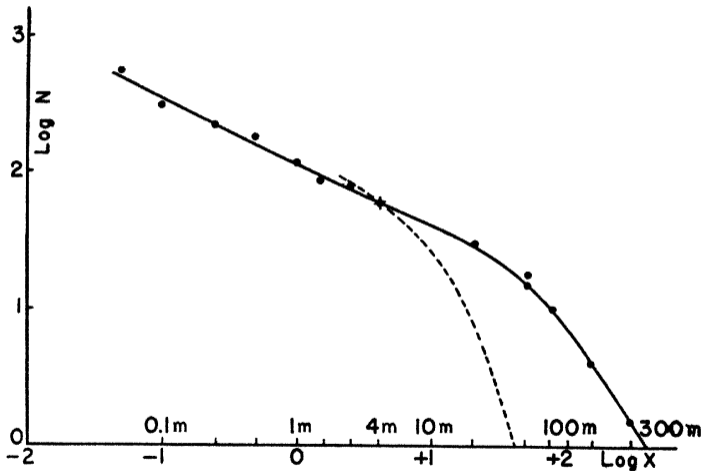


Figura 13: Número de coincidencias en detecciones cuasi-simultáneas de partículas (Auger 1939).

FIG. 1. Results with two parallel and horizontal counters.



## 2.4. Detectores de superficie - cascadas atmosféricas

- ▶ Se pueden distinguir las cascadas hadrónicas de las electromagnéticas.
- ▶ Las cascadas electromagnéticas (menos numerosas) son un proceso multiplicativo de producción de pares y bremsstrahlung,

$$\gamma \longrightarrow e^{-} + e^{+} \quad \Rightarrow \quad \begin{cases} e^{-} \longrightarrow e^{-} + \gamma \Rightarrow \{ \dots \\ e^{+} \longrightarrow e^{+} + \gamma \Rightarrow \{ \dots \end{cases}$$

- ▶ Las cascadas hadrónicas (mucho más numerosas) inician con una colisión nuclear,

$$p + N \longrightarrow frag(N) + \pi^{\pm} + \pi^0,$$

seguida de decaimientos débiles,

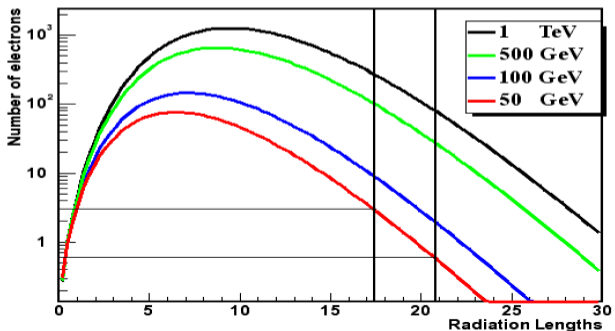
$$\begin{aligned} \pi^{-} &\longrightarrow \mu^{-} + \nu_{\mu} \quad \Rightarrow \quad \mu^{-} \longrightarrow e^{-} + \nu_e + \bar{\nu}_{\mu}, \\ \pi^{+} &\longrightarrow \mu^{+} + \bar{\nu}_{\mu} \quad \Rightarrow \quad \mu^{+} \longrightarrow e^{+} + \bar{\nu}_e + \nu_{\mu}, \end{aligned}$$

y procesos electromagnéticos,

$$\pi^0 \longrightarrow 2\gamma \Rightarrow \gamma \longrightarrow e^{-} + e^{+}, \quad e^{\pm} \longrightarrow e^{\pm} + \gamma \dots$$

## 2.4. Detectores de superficie - cascadas electromagnéticas

- ▶ Las cascadas electromagnéticas, y ramas electromagnéticas de cascadas hadrónicas, tienen un camino de interacción  $X_0 = 37 \text{ g cm}^{-2}$ . Cesan cuando:
  - producción de pares es menos probable que Compton  $\rightarrow E_\gamma \lesssim 80 \text{ MeV}$ ,
  - bremsstrahlung es menos probable que el efecto fotoeléctrico  $\rightarrow E_e \lesssim 30 \text{ MeV}$ .
- ▶ En simulaciones deben considerarse también las pérdidas por ionización del aire.



Desarrollo longitudinal de cascadas electromagnéticas en unidades  $X_0 = 37 \text{ g cm}^{-2}$ . Una atmósfera  $\simeq 28X_0$ . Las líneas horizontales/verticales marcan las profundidades a 4100m (HAWC) y 2600m (MILAGRO).

## 2.4. Detectores de superficie - la atmósfera terrestre

Capa atmosférica	$z_{g0}$ (km)	$dT/dz$ (C km <sup>-1</sup> )	$T(z_0)$ (C)	$P(z_0)/g$ g cm <sup>-2</sup>
Estratopausa	47	0.0	-2.5	1.1
Estratósfera (II)	32	+2.5	-44.5	8.9
Estratósfera (II)	20	+1.0	-56.5	56
Tropopausa	11	0.0	-56.5	231
Tropósfera	0	-6.5	+15.0	1033

**Tabla 1:** Capas inferiores de la atmósfera terrestre, a partir de 1 g cm<sup>-2</sup>, de acuerdo al modelo de atmósfera internacional.  $z_{g0}$  es la altura geopotencial.

## 2.4. Detectores de superficie - cascadas hadrónicas

- ▶ La primera interacción (p+Nucl.) tiene escala de interacción  $\sim 80 \text{ g cm}^{-2}$ , y ocurre a alturas  $\sim 20 \pm 5 \text{ km}$ .
- ▶ Los piones pueden tener,

$$E_{\pi} \sim 10 - 20 \text{ GeV} \Rightarrow \gamma \sim 100 \Rightarrow \gamma c\tau \lesssim 1 \text{ km},$$

para piones cargados, que difícilmente alcanzan la superficie.

- Los  $\pi^0$  decaen prácticamente in situ.
- ▶ Los muones pueden alcanzar la superficie,

$$E_{\mu} \sim 5 - 10 \text{ GeV} \Rightarrow \gamma \sim 80 \Rightarrow \gamma c\tau \lesssim 50 \text{ km},$$

- la detección de  $\mu$  secundarios fue una prueba de la dilatación temporal relativista.
- la sección eficaz electromagnética de los muones es muy pequeña  $\Rightarrow$  penetran  $\sim 1 \text{ km}$  de roca.
- ▶ Los neutrinos lo atraviesan todo, siendo *casi* indetectables.

## 2.4. Detectores de superficie - detectores de superficie

Arreglo	Sitio	Técnica	Operación	Objetivo
Agassiz station	Estados Unidos	Centelleadores líquidos	1954-1957	Rayos cósmicos
Haverah Park	Inglaterra	Cherenkov de agua	1967-1978	Rayos cósmicos
Pierre Auger Observatory	Argentina	Cherenkov de agua & Fluorescencia	Desde 2004	Rayos cósmicos
Cygnus array	Nuevo México (2100m)	Centelleadores plásticos & Cherenkov de agua	1986-1996	Rayos cósmicos Rayos gamma
Tibet AS $\gamma$	Tibet, China (4300m)	Centelleadores plásticos	Desde 1990	Rayos cósmicos Rayos gamma
MILAGRO	Nuevo México (2600m)	Cherenkov de agua	1997-2008	Rayos cósmicos Rayos gamma

Tabla 2: Algunos arreglos de superficie

## 2.4. Detectores de superficie - Agassiz

No. 4582

August 24, 1957

NATURE

353

### AN EXPERIMENT ON AIR SHOWERS PRODUCED BY HIGH-ENERGY COSMIC RAYS

By Drs. G. CLARK, J. EARL, W. KRAUSHAAR, J. LINSLEY, B. ROSSI and F. SCHERB

Department of Physics and Laboratory for Nuclear Science, Massachusetts Institute of Technology, Cambridge, Massachusetts

PROBLEMS of interest to both the physicist and the astrophysicist single out the high-energy component of cosmic rays as a particularly promising subject of research. On one hand, the shape of the spectrum and the directional distribution of the incoming particles depend critically on the structure of the galaxy and on the mechanism responsible for the acceleration of cosmic rays. On the other hand, despite the remarkable progress of accelerators, we still have to turn to cosmic rays in order to obtain information on the fundamental problem of nuclear interactions at energies which, in the centre of mass of the colliding particles, are greatly in excess of the rest-energy of nucleons.

The cosmic-ray spectrum falls off rapidly with increasing energy. Thus particles of very high energies are exceedingly rare; for example, the rate of arrival of particles with more than  $10^{14}$  eV. energy is of the order of one per year per square metre. Hence direct methods of detection are ruled out, and the only practical approach is the study of the giant showers that are produced in the atmosphere by high-energy cosmic-ray particles.

The essential features of this phenomenon are well known. After a comparatively short path through air, the primary particle collides against an atomic nucleus, producing a number of high-energy secondary particles. Among these are  $\pi^+$ -mesons, which immediately decay into photons, and nuclear-active particles (charged  $\pi$ -mesons, nucleons, etc.), which go on to produce further interactions, so that a nuclear cascade develops. At each step a certain fraction of the energy goes into photons via the decay of  $\pi^+$ -mesons; photons initiate electronic cascades and soon electrons and photons become the dominant component of the shower. Some of the charged  $\pi$ -mesons, however, decay before interacting and thus contribute an appreciable number of  $\mu$ -mesons to the

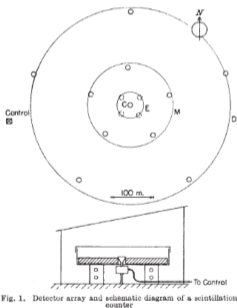


Fig. 1. Detector array and schematic diagram of a scintillation counter

detectors (*C*, *M* and *D* in Fig. 1), but during a short period we had four additional detectors placed near the centre of the array (*E* in Fig. 1) in order to extend our measurements to showers of smaller size than those which could be recorded in the main experiment. The detectors are connected by cables to separate oscilloscopes, which are situated in a control station and arranged one next to the other so that

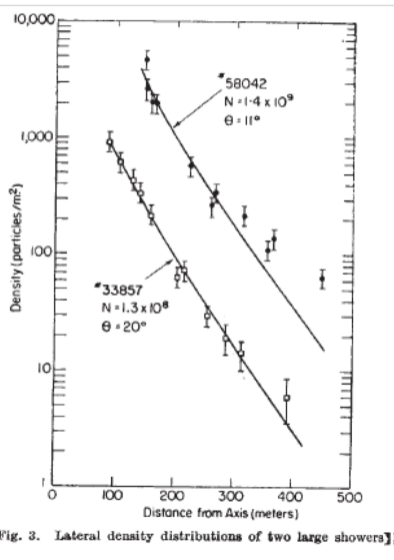


Fig. 3. Lateral density distributions of two large showers]

## 2.4. Detectores de superficie - Agassiz, isotropía

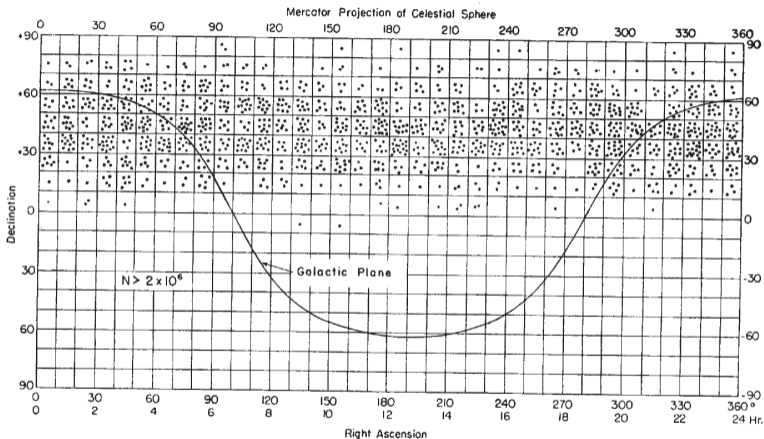
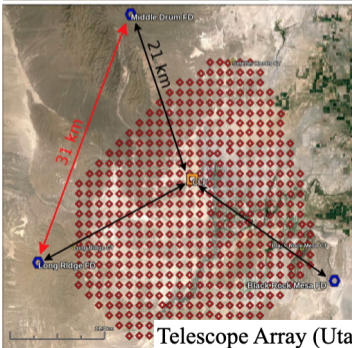


Fig. 4. Directions of arrival of 1,286 showers with more than  $2 \times 10^6$  particles

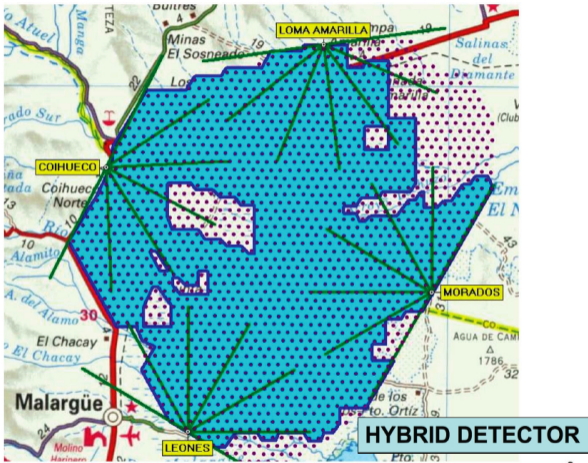
Figura 14: Distribución de 1 286 cascadas de más de 2 millones de partículas registradas con la estación Agassiz. La energía de los mayores eventos registrados por este experimento fue estimada en el rango  $(0.2 - 1) \times 10^{19}$  eV (Clark et al. 1957).

## 2.4. Detectores de superficie - detectores en operación





## 2.4. Detectores de superficie - el observatorio Pierre Auger



3

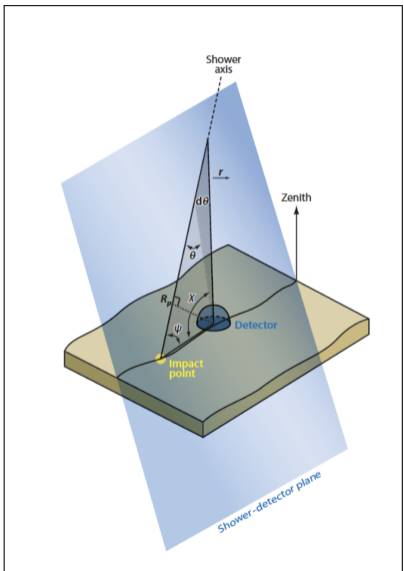


Figura 15: El observatorio Auger es híbrido, con cuatro detectores de fluorescencia que complementan al arreglo de superficie de alrededor de  $3000 \text{ km}^2$ .

## 2.4. Detectores de superficie - el observatorio Pierre Auger

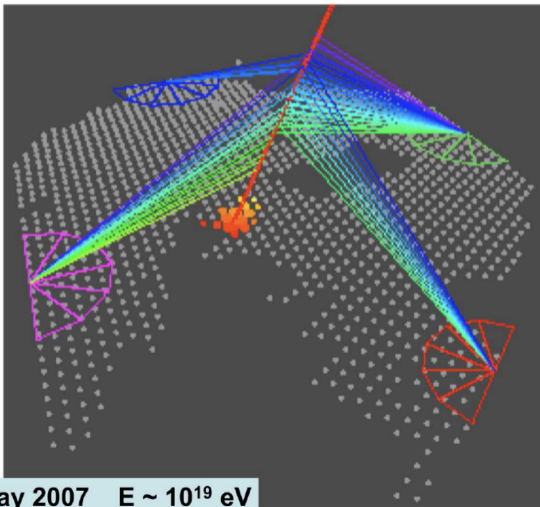


## 2.4. Detectores de superficie - detectores de fluorescencia



- ▶ El paso de las partículas cargadas de alta energía excita moléculas de  $N_2$  y  $N_2^+$ , las cuales emiten isotrópicamente en el visible y UV por fluorescencia.
- ▶ Se requieren dos detectores operando en modo estéreo para reconstruir la trayectoria de la cascada.
- ▶ Provee un sistema de calibración de energía adicional para eventos híbridos.
- ▶ Operan en noches claras, sin Luna.
- ▶ Empleados en Auger y Telescope Array.

## 2.4. Detectores de superficie - el observatorio Pierre Auger



## 2.5. Propagación - propagación de rayos cósmicos en la Galaxia

- ▶ Campos magnéticos de la Galaxia alteran la propagación de partículas cargadas.
- La escala es el radio de Larmor,

$$r_l = \frac{pc}{ZeB} \simeq \frac{E}{ZeB} \simeq 40 \text{ UA} \left( \frac{E/Ze}{\text{TV}} \right) \left( \frac{B}{5 \mu\text{G}} \right)^{-1} \simeq 0.2 \text{ pc} \left( \frac{E/Ze}{\text{PV}} \right) \left( \frac{B}{5 \mu\text{G}} \right)^{-1}. \quad (4)$$

- la dirección cambia de manera aleatoria y la propagación se vuelve difusiva.
- acorde con la distribución isotrópica observada.
- $E/Z \gtrsim 10^{15} - 10^{16} \text{ eV} \rightarrow$  dimensiones de los mayores aceleradores Galácticos.
- ▶ Las partículas cargadas también pueden perder energía por radiación sincrotrón.
- ▶ Algunas partículas interactúan con el medio interestelar, perdiendo energía a costa de la creación secundaria de rayos cósmicos y rayos gamma.
- ▶ Núcleos secundarios inestables pueden decaer en núcleos mas ligeros.
- ▶ Algunas partículas abandonan la Galaxia.

## 2.5. Propagación - ecuación de difusión

- ▶ La propagación de rayos cósmicos en la Galaxia se modela con una ecuación de difusión acoplada entre especies,

$$\frac{\partial N_i}{\partial t} = Q_i(E, t) + \nabla \cdot (D_i N_i) - (\nabla \cdot \vec{u}) N_i(E) - \frac{\partial}{\partial E} \{b_i(E) N_i(E)\} - p_i N_i + \frac{\rho v}{m} \sum_{k \geq i} \int \frac{d\sigma_{ik}(E, E')}{dE'} N_k(E') dE'$$

donde  $N_i(E, \vec{x}, t)$  es la densidad de partículas  $i$  con energía  $E$ .

- ▶ Términos:

- (1)  $Q_i$  : inyección por fuentes astrofísicas;
- (2) difusión, descrita por el coeficiente  $D_i = \lambda_d v / 3$ , con  $\lambda_d$  el camino libre medio,  $v$  velocidad de las partículas;
- (3) convección, con  $\vec{u} =$  velocidad local del medio interestelar (MI);
- (4) aceleración o pérdida de energía de la especie  $i$  en el MI,  $b_i = dE_i / dt$ ;
- (5) pérdidas por colisiones o decaimiento,  $p_i = \rho v \sigma_i / m + 1 / \gamma \tau_i$ ;
- (6) producción de partículas por colisiones y fragmentación.

## 2.5. Propagación - Leaky box

- ▶ Considerando sólo el término difusivo y una probabilidad fija de escapar de la Galaxia, aproximada como  $-\mathcal{N}_i/\tau_{esc}$ , siendo  $\tau_{esc} \gg h/c$ , con  $h$  grosor del disco Galáctico, se tiene

$$\mathcal{N}_i(E, t) = \mathcal{N}_0(E)e^{-t/\tau_{esc}}.$$

- ▶ El tiempo de escape se estima midiendo especies radioactivas con tiempos de decaimiento  $\tau_d \sim \tau_{esc}$ .
- ▶ El decaimiento  $\beta$  del isótopo  $^{10}\text{Be}$  en  $\tau_d \simeq 3.9 \times 10^6 \text{ yr}$  permite estimar su tiempo de residencia en la Galaxia.
- Suponiendo  $n_H \simeq 1 \text{ cm}^{-3}$ ,  $\lambda_{esc} = 10 \text{ g cm}^{-2}$ , para el medio interestelar,

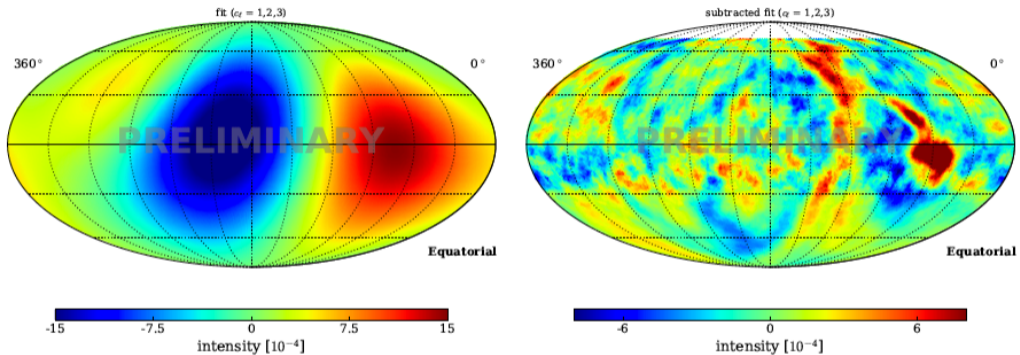
$$\tau_{esc} \approx \tau_R = \frac{\lambda_{esc}}{\rho \beta c} \simeq 6 \times 10^6 \text{ yr}.$$

## 2.5. Propagación - anisotropía

- ▶ Los rayos cósmicos tienen una distribución mayormente isotrópica en el rango de TeV-PeV.
- ▶ La principal desviación es el término de dipolo relacionado con el movimiento de la Tierra (Compton & Getting 1935).
  - Su amplitud es  $\sim 10^{-3}$ , similar a la del dipolo del CMB.
- ▶ Al remover los primeros términos se encuentran anisotropías de pequeña escala, de origen astrofísico.



## 2.5. Propagación - anisotropía



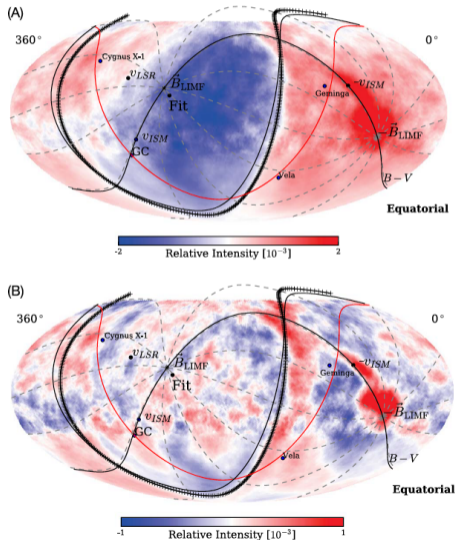
(a) Ajuste multipolar con  $\ell = 3$ .

(b) Sustracción de ajuste multipolar.

Figura 16: Ajuste multipolar a la distribución de rayos cósmicos registrados con HAWC y IceCube alrededor de 10 TeV, y anisotropías de orden superior (J.C. Díaz Velez, Tesis Doctoral, UdG 2017).

## 2.5. Propagación - anisotropía

THE ASTROPHYSICAL JOURNAL, 871:96 (15pp), 2019 January 20



**Figure 11.** (A) Relative intensity of cosmic rays at 10 TeV median energy (Figures 4(A)) and (B) corresponding small-scale anisotropy (Figure 5(A)) in J2000 equatorial coordinates with color scale adjusted to emphasize features. The fit to the boundary between large-scale excess and deficit regions is shown as a black crossed curve. The magnetic equator from Zirnstein et al. (2016) is shown as a black curve, as is the plane containing the local interstellar medium magnetic field and velocity ( $B-V$  plane). The Galactic plane is shown as a red curve, and two nearby supernova remnants, Geminga and Vela, are shown for reference, as is Cygnus X-1, a black hole X-ray binary known to produce high-energy  $\gamma$  rays (Albert et al. 2007).

## 2.5. Propagación - pérdidas sincrotrón, electrones cósmicos

- ▶ La pérdida de energía de un electrón por emisión sincrotrón está dada por

$$-\frac{dE}{dt} = \frac{2}{3} r_e^2 c \gamma^2 \beta^2 B_{\perp}^2,$$

de donde el tiempo característico de pérdida de energía,

$$\tau \simeq \frac{3}{2\gamma} \left( \frac{m^3 c^5}{e^4 B^2} \right) \simeq 3 \times 10^7 \text{ yr} \left( \frac{B}{3 \mu\text{G}} \right)^{-2} \left( \frac{E}{30 \text{ GeV}} \right)^{-1}. \quad (5)$$

- ▶ La frecuencia característica de emisión:  $\nu_c \simeq \gamma^2 \nu_l \simeq 3.3 \text{ GHz}$  a  $10 \text{ GeV}$ .
- ▶ La emisión de radio del Plano Galáctico se pierde  $\nu \sim 60 \text{ GHz} \Rightarrow E \sim 50 \text{ GeV}$ .
- ▶ El espectro de electrones inferido es:  $n(E) \propto E^{-2.14}$  entre  $70 \text{ MeV}$  y  $1.2 \text{ GeV}$ ;  $n(E) \propto E^{-3}$  por encima de  $1.2 \text{ GeV}$ . Normalizado a  $u_e \sim 1 \text{ eV/cm}^3$ .

## 2.5. Propagación - pérdidas sincrotrón, electrones cósmicos

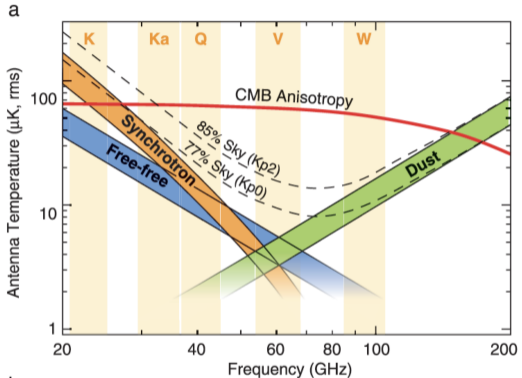
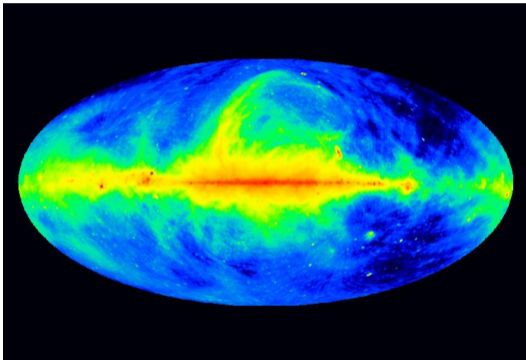


Figura 17: Mapa del cielo a una frecuencia de 408 MHz, dominado por la emisión sincrotrón por electrones cósmicos. Límite de la emisión de radio de la Galaxia, alrededor de 60 GHz

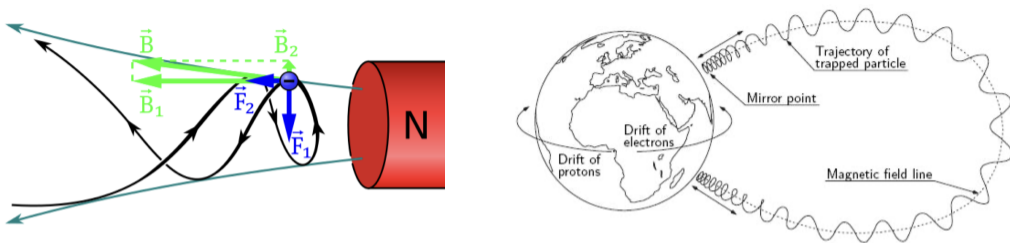
## 2.6. Energética y aceleración - paradigma de Fermi

- ▶ Enrico Fermi (1949) estudió la interacción de partículas cargadas con espejos magnéticos dentro de nubes moleculares en movimiento en el medio interestelar.
  - Mostró que la interacción da lugar a un espectro de energía en ley de potencias.
- ▶ Fermi (1954) cambió el enfoque a frentes de choque originados en explosiones de supernova.
  - El proceso de aceleración en frentes de choque es más eficiente (*primer orden*) y congruente con el espectro de ley de potencias observado.
- ▶ La energética y tasa de SN en la Galaxia (1 foie/30 años) pueden proporcionar la densidad de energía de los rayos cósmicos observada,

$$u_{cr} \approx 0.03 \left( \frac{E_{sn}/t_{sn}}{V_{gal}} \right) t_{esc}. \quad (6)$$

- Una eficiencia  $\gtrsim 3\%$  es suficiente.

## 2.6. Energética y aceleración - espejos magnéticos



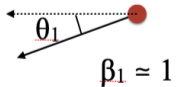
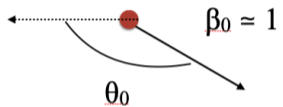
- ▶ Para cargas en líneas de campo magnético de convergencia lenta, se conserva el flujo magnético en la órbita de la partícula,

$$J = \oint \vec{p}_{\perp} \cdot d\vec{\ell} = \oint \left( \gamma m \vec{v}_{\perp} + \frac{q}{c} \vec{A} \right) \cdot d\vec{\ell} = \frac{q}{c} (B \pi a^2).$$

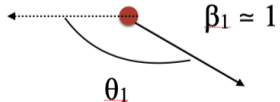
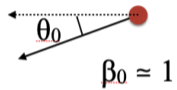
- ▶ De donde,  $v_{\parallel}^2 = v^2 - v_{\perp 0}^2 (B(z)/B_0)$ .
- ▶ Para líneas con suficiente convergencia, la partícula alcanza  $v_{\parallel} = 0$  en un punto y retorna por la trayectoria original.
- ▶ La energía de la partícula se conserva en el marco de referencia del espejo.

## 2.6. Energética y aceleración - espejos magnéticos

### Partícula gana energía



### Partícula pierde energía



## 2.6. Energética y aceleración - mecanismo de aceleración de Fermi (1/4)

- ▶ Una partícula relativista de masa  $m$  y velocidad inicial  $\vec{v}_0 = \vec{\beta}_0 c$  tiene una colisión elástica con un espejo magnético de masa  $M$ , velocidad  $\vec{V} = \vec{B} c$  y factor de Lorentz  $\Gamma = (1 - B^2)^{-1/2}$ , siendo  $B \ll 1$ .
- ▶ En el marco de referencia del espejo la partícula tiene una energía,

$$\gamma'_0 = \Gamma \gamma_0 (1 - B \beta_0 \cos \theta_0),$$

con  $\hat{\beta}_0 \cdot \hat{B} = \cos \theta_0$ .

- La colisión es elástica,  $\gamma'_1 = \gamma'_0$ ; en el caso general  $\cos \theta'_1 \neq \cos \theta'_0$ .
- ▶ La energía de la partícula en el marco del observador después la colisión es,

$$\gamma_1 = \Gamma \gamma'_1 (1 + B \beta'_1 \cos \theta'_1) = \Gamma \gamma'_0 (1 + B \beta'_0 \cos \theta'_1).$$

- El cociente de energías, para  $\beta_0, \beta'_0 \rightarrow 1$ ,

$$\gamma_1/\gamma_0 \simeq \Gamma^2 (1 - B \cos \theta_0) (1 + B \cos \theta'_1). \quad (7)$$



## 2.6. Energética y aceleración - mecanismo de aceleración de Fermi (2/4)

- ▶ La ganancia o pérdida de energía en una interacción depende de los ángulos de entrada ( $\theta_0$ ) y salida ( $\theta'_1$ ),

$$\Delta\gamma/\gamma \simeq \Gamma^2 \{ B(\cos \theta'_1 - \cos \theta_0) + B^2(1 - \cos \theta_0 \cos \theta'_1) \} . \quad (8)$$

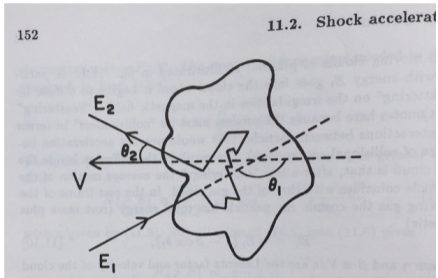
- ▶ Nos interesa el cambio de energía tras varias colisiones,  $\langle \Delta\gamma/\gamma \rangle$ , el cual depende de los promedios de  $\langle \cos \theta_0 \rangle$  y  $\langle \cos \theta'_1 \rangle$ .
- ▶ Los valores promedio se obtienen considerando el flujo de partículas por ángulo sólido,  $dN/d \cos \theta$ , bajo simetría acimutal ( $d\Omega = 2\pi d \cos \theta$ ),

$$\langle \cos \theta \rangle = \int \cos \theta \left( \frac{dN}{d \cos \theta} \right) \frac{d\Omega}{4\pi} = \frac{1}{2} \int \cos \theta \left( \frac{dN}{d \cos \theta} \right) d \cos \theta .$$

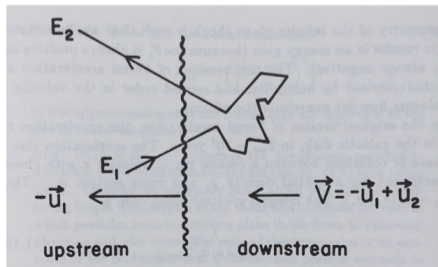
- ▶ Fermi consideró dos situaciones: (i) nubes moleculares, (ii) frentes de choque.

## 2.6. Energética y aceleración - espejos magnéticos

Encuentro de una partícula relativista  
con una nube molecular



Encuentro de una partícula con un  
frente de choque



## 2.6. Energética y aceleración - mecanismo de aceleración de Fermi (3/4)

### (i) Nube molecular:

- ▶ El flujo entrante es isotrópico,  $-1 \leq \cos \theta_0 \leq +1$ .
- $dN/d \cos \theta = (1 - B \cos \theta)$ , debido al movimiento de la nube,

$$\langle \cos \theta_0 \rangle = \frac{1}{2} \int_{-1}^{+1} \cos \theta (1 - B \cos \theta) d \cos \theta = -\frac{B}{3}.$$

- ▶ El flujo saliente es isotrópico,  $-1 \leq \cos \theta'_1 \leq +1$ .
- $dN/d \cos \theta = 1/2$  es constante en el marco de referencia de la nube,

$$\langle \cos \theta'_1 \rangle = \int_{-1}^{+1} \cos \theta \left( \frac{1}{2} \right) d \cos \theta = 0.$$

- ▶ Reemplazando en ec. (8),

$$\left\langle \frac{\Delta \gamma}{\gamma} \right\rangle = \Gamma^2 B (\langle \cos \theta'_1 \rangle - \langle \cos \theta_0 \rangle) + \Gamma^2 B^2 (1 - \langle \cos \theta_0 \rangle \langle \cos \theta'_1 \rangle) = \frac{4}{3} \Gamma^2 B^2 \simeq \frac{4}{3} B^2.$$

## 2.6. Energética y aceleración - mecanismo de aceleración de Fermi (4/4)

### (ii) Frente de choque:

- ▶ El flujo es entrante y puramente frontal, semi-isotrópico,  $-1 \leq \cos \theta_0 \leq 0$ .
- $dN/d \cos \theta = 2 \cos \theta$ , la proyección de un flujo constante sobre un plano,

$$\langle \cos \theta_0 \rangle = \int_{-1}^0 \cos \theta (2 \cos \theta) d \cos \theta = -\frac{2}{3}.$$

- ▶ El flujo saliente es semi-isotrópico, saliendo del choque,  $0 \leq \cos \theta'_1 \leq +1$
- $dN/d \cos \theta = 2 \cos \theta$ , en el marco propio del frente de choque,

$$\langle \cos \theta'_1 \rangle = \int_0^{+1} \cos \theta (2 \cos \theta) d \cos \theta = +\frac{2}{3}.$$

- ▶ Reemplazando en ec. (8), e ignorando términos en  $B^2$ ,

$$\left\langle \frac{\Delta \gamma}{\gamma} \right\rangle = \Gamma^2 B (\langle \cos \theta'_1 \rangle - \langle \cos \theta_0 \rangle) + \Gamma^2 B^2 (1 - \langle \cos \theta_0 \rangle \langle \cos \theta'_1 \rangle) \simeq \frac{4}{3} B.$$

## 2.6. Energética y aceleración - aceleración de Fermi; espectro

- ▶ Dado  $B \ll 1$ , el proceso de aceleración en frentes de choque es más eficiente que por colisiones con nubes (moleculares).
- ▶ Para  $\Delta E = \xi E$ , la energía de la partícula después de  $n$  colisiones es,

$$E_n = E_0 (1 + \xi)^n .$$

- ▶ El número de encuentros necesarios para alcanzar una energía  $E$  es,

$$n = \ln(E/E_0) / \ln(1 + \xi). \quad (9)$$

- ▶ Si la probabilidad de escapar la región de aceleración después de cada encuentro es  $p_e$ , la probabilidad de seguir en la región después de  $n$  colisiones es  $(1 - p_e)^n$ .
- El número de partículas que logran este número de encuentros es,

$$N(\geq E) = N_0 \sum_{m=n}^{\infty} (1 - p_e)^m = N_0 (1 - p_e)^n / p_e. \quad (10)$$

## 2.6. Energética y aceleración - aceleración de Fermi; espectro

- ▶ Substituyendo,

$$N(\geq E) = \frac{N_0}{p_e} \left( \frac{E}{E_0} \right)^{-k},$$

con

$$k = -\ln(1 - p_e) / \ln(1 + \xi) \approx p_e / \xi \approx (t/t_e) / \xi,$$

con  $t$  el tiempo que se mantiene la partícula en la región,  $t_e$  el tiempo típico de escape,  $\xi$  la ganancia media de energía por colisión.

- ▶ **El proceso de Fermi produce un espectro en ley de potencias:**
  - para un conjunto de nubes ( $\xi \simeq 4B^2/3$ ) el índice espectral no está bien definido;
  - para un frente de choque,

$$\xi \simeq \frac{4B}{3} = \frac{4(u_1 - u_2)}{3c} \quad \Rightarrow \quad k = \frac{4u_2/c}{\xi} = \frac{3}{u_1/u_2 - 1} \approx 1 + \frac{4}{M^2} \rightarrow 1.$$

- Se atribuye  $\Delta k \approx 0.7$  a la dependencia de la propagación con la energía.

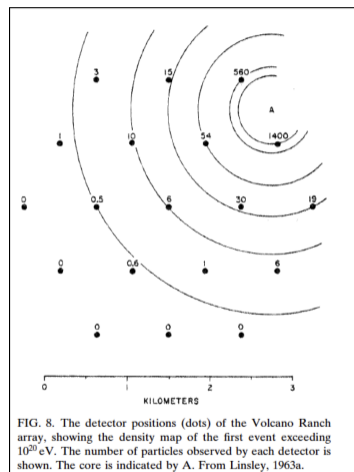


## 2.7. Rayos cósmicos ultra-energéticos

M. Nagano and A. A. Watson: Ultrahigh-energy cosmic rays

TABLE II. The types of surface arrays used to study ultrahigh-energy cosmic rays.

Experiment	Detectors	Size	Number of detectors	Covered area km <sup>2</sup>	Notes
Volcano Ranch	scintillator	3.3 m <sup>2</sup>	19	8	
	muon detector (>220 MeV)	3.3 m <sup>2</sup>	19		
SUGAR	muon detector (>0.75 GeV)	2×6 m <sup>2</sup>	54	60	
Haverah Park	water Čerenkov	34 m <sup>2</sup>	4	12	
	water Čerenkov	2.25~54 m <sup>2</sup>	28		
	water Čerenkov	1 m <sup>2</sup>	30	0.3	close to the array center
Yakutsk	scintillator	2~4 m <sup>2</sup>	58	18	up to 1995
	muon detector (>1 GeV)	20 m <sup>2</sup>	5	10	from 1996
	muon detector (>0.5 GeV)	192 m <sup>2</sup>	1		
	air Čerenkov phototube	(1~3)×5"	45		
AGASA	scintillator	2.2 m <sup>2</sup>	111	100	
	muon detector (>0.5 GeV)	2.4~10 m <sup>2</sup>	29	50	
	scintillator	1 m <sup>2</sup>	159	1	1-km <sup>2</sup> array
	muon detector (>1.0 GeV)	25 m <sup>2</sup>	9	1	



Nagano & Watson (2000).



## 2.7. Rayos cósmicos ultra-energéticos - diagrama de Hillas

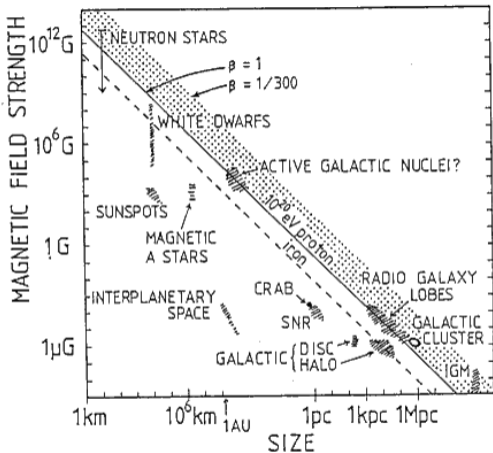
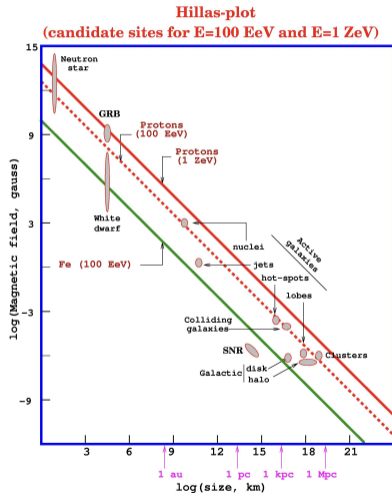


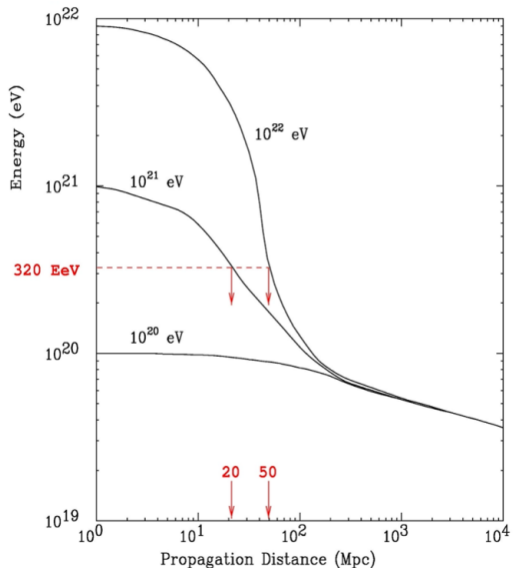
Figure 1. Size and magnetic field strength of possible sites of particle acceleration. Objects below the diagonal line cannot accelerate protons to  $10^{20}$  eV.



$E_{\max} \propto ZBL$  (Fermi)

$E_{\max} \propto ZBL \Gamma$  (Ultra-relativistic shocks-GRB)

## 2.7. Rayos cósmicos ultra-energéticos - corte GZK



- El umbral para el proceso inelástico



con fotones del CMB es de alrededor de  $5 \times 10^{19} \text{ eV}$ .

- Los rayos cósmicos de mayor energía observados tienen  $E \sim 3 \times 10^{20} \text{ eV}$ .
- La interacción con fotones del CMB limita la distancia a las fuentes a  $\sim 30 \text{ Mpc}$ .
- Rayos cósmicos de estas energías tienen deflexiones pequeñas por el campo magnético Galáctico.

## 2.7. Rayos cósmicos ultra-energéticos - espectro

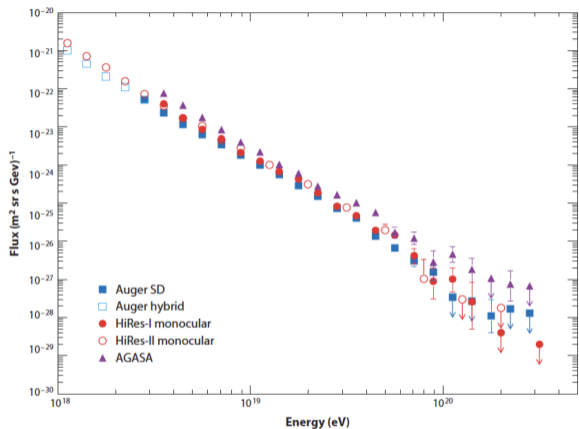


Figure 3

Cosmic ray fluxes above  $10^{18}$  eV. Data shown are from HiRes-I (11), HiRes-II (11), Auger surface detector (SD) (8), Auger hybrid (9), and AGASA (10).

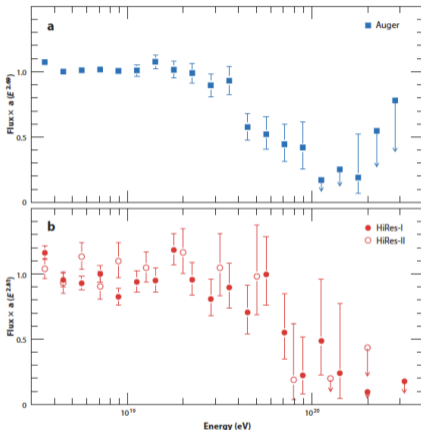


Figure 4

The cosmic ray flux divided by the power law spectrum between the so-called ankle at  $4 \times 10^{18}$  eV and the onset of the GZK feature. (a) The Auger spectrum (filled blue squares) (8) is normalized and scaled by  $E^{2.69}$ . (b) The HiRes-I (filled red circles) and HiRes-II (open red circles) spectra (11) are normalized and scaled by  $E^{2.81}$ .

## 2.7. Rayos cósmicos ultra-energéticos - espectro

A. AAB *et al.*

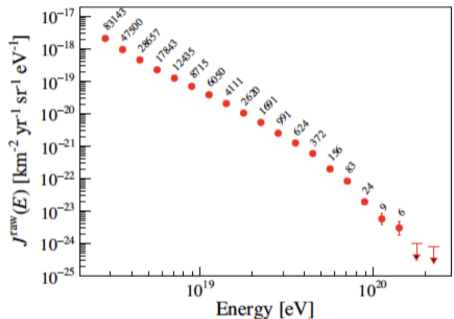


FIG. 7. Left: Raw energy spectrum  $J_i^{\text{raw}}$ . The error bars represent  $\pm 1\sigma$ . The number of events per bin is shown above the points. Right: Raw energy spectrum

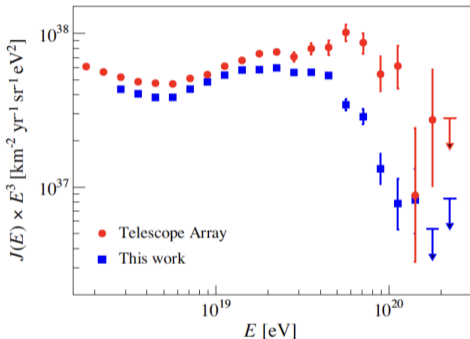


FIG. 14. Comparison between the  $E^3$ -scaled spectrum derived in this work and the one derived at the Telescope Array.

Figura 18: Flujo de rayos cósmicos  $> 10^{18}$  eV medido por el observatorio Pierre Auger (2020). Comparación Pierre Auger (azul) y Telescope Array, en el hemisferio Norte (rojo).

## 2.7. Rayos cósmicos ultra-energéticos - distribución

THE ASTROPHYSICAL JOURNAL, 935:170 (24pp), 2022 August 20

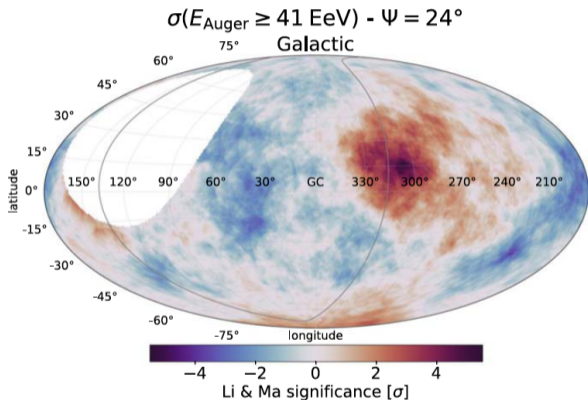


Figura 20: Distribución de rayos cósmicos con energía  $\geq 4 \times 10^{18}$  eV observados por el observatorio Pierre Auger (Abreu et al. 2022).

**Figure 1.** Local Li–Ma significance map at energies above 41 EeV and within a top-hat search angle of  $\Psi = 24^\circ$  in Galactic coordinates. The supergalactic plane is shown as a gray line. The significance is not evaluated in windows whose centers lie outside of the field of view of the Observatory, as indicated by the white area.

## 2.7. Rayos cósmicos ultra-energéticos - fuentes...

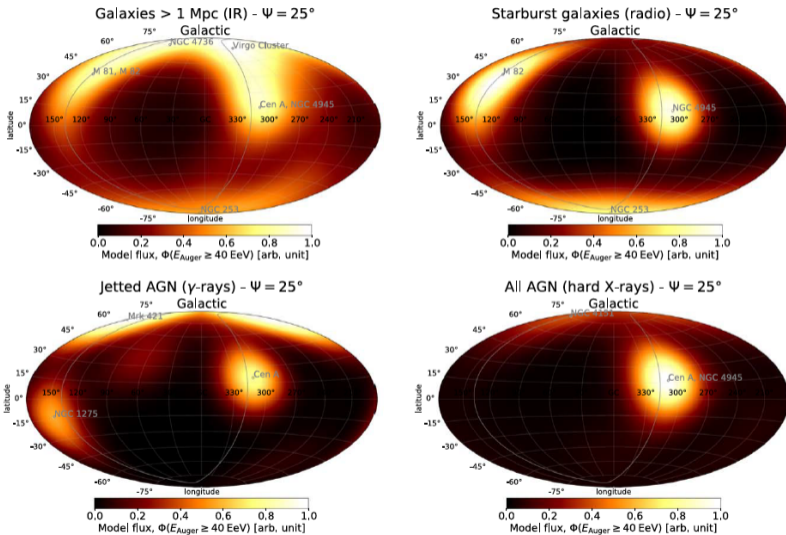


Figure 10. Best-fit UHECR source models above 40 EeV with a top-hat smoothing radius of  $\Psi = 25^\circ$  in Galactic coordinates. The supergalactic plane is shown as a gray line. Prominent sources in each of the catalogs are marked with gray circles.