# Astrofísica de altas energías 2. Rayos cósmicos

Alberto Carramiñana INAOE

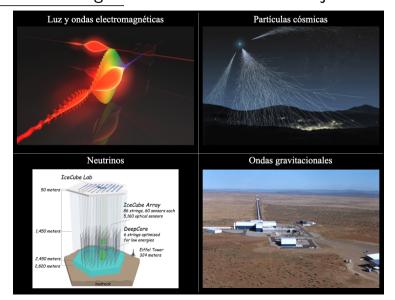
Tonantzintla, 22 de enero de 2025

# 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

2.7. UHE

### Astrofísica de altas energías - astrofísica multi-mensajero



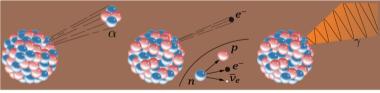
# 2. Rayos cósmicos

- 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 electroscopios.
- A finales del siglo XIX, se mostró que la tasa de descarga disminuía al disminuir la presión del aire en el electroscopio. ⇒ la descarga está asociada al aire.
- ► Elster & Geitel (1900) mostraron que la radioactividad, recientemente descubierta, causa un exceso de ionización en el ambiente.



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

### 2.1. El descubrimiento de la radiación cósmica







Theodor Wülf 1910

Victor Hess 1912

Altitude (km)

### 2.1. El descubrimiento de la radiación cósmica

# on pairs/(cm3s) on pairs/(cm3s) Chamber 1 • 1913 Chamber 2 O 1914

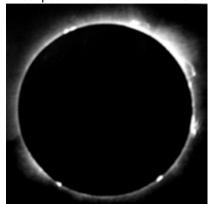
Figure 1.1: Increase of ionization with altitude as measured by Hess in 1912 (left) and by Kolhorster (right).

Altitude (km)

Panetta (2017)

1.1 Short history

El eclipse del 17 de abril de 1912.



La radiación cósmica es de origen extrasolar.

http://xjubier.free.fr/en/site\_pages/solar\_eclipses/HSE\_19120417\_pg01.html

### 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 ⇒ 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

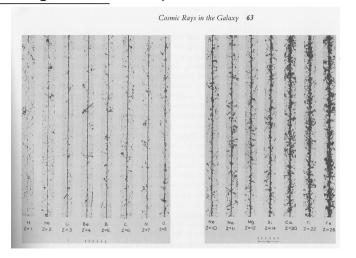


Figura 1: Trazas de rayos cósmicos obtenidas en alta montaña ilustrando la dependencia de la ionización con la carga ( $\propto Z^2$ ). De *Cosmic rays*, Friedlander (1989).

# 2.2. Características generales - composición

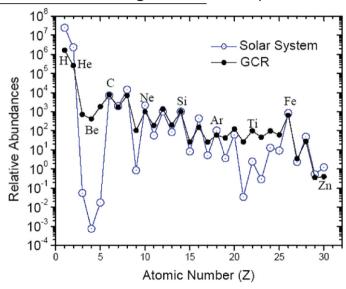
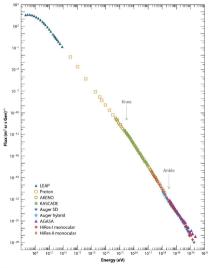


Figura 2: Abundancias químicas de rayos cósmicos en relación al Si (= 10), comparadas con las abundancias en el sistema solar (Pacini 2017).

# 2.2. Características generales - espectro



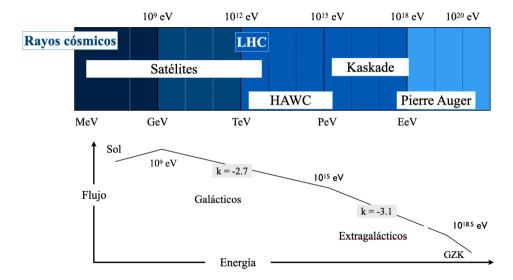
- Espectro en ley de potencias cubriendo doce órdenes de magnitud en energía.
- Espectro de energía de protones,

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

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

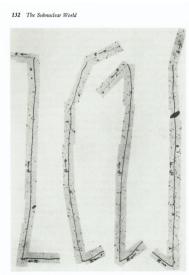
$$\langle u_{cr} \rangle = 0.8 \,\mathrm{eV} \,\mathrm{cm}^{-3};$$
  
 $\langle u_B \rangle = 0.6 \,\mathrm{eV} \,\mathrm{cm}^{-3};$   
 $\langle u_{CMB} \rangle = 0.25 \,\mathrm{eV} \,\mathrm{cm}^{-3}.$ 

# 2.2. Características generales - espectro



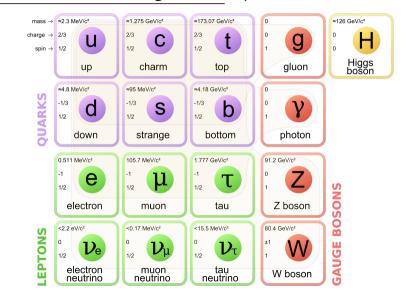
# 2.2. Características generales - partículas elementales

- ► Entre 1930 y 1950 los rayos cósmicos permitieron investigar colisiones nucleares a muy altas energías y la existencia de nuevs partículas:
- el positrón (e<sup>+</sup>) 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 mas partículas  $K^{\pm}$ ,  $K^{0}$ ,  $\Xi$ ,  $\Lambda$ , ,  $\Sigma$ , . . .
- ► En los 1950s la física de partículas se traslada a los grandes aceleradores.



"Cosmic rays", Friedlander (1989).

27 UHF



p = uud n=udd  $\pi^+=ud$   $\pi^0=d\bar{d}+u\bar{u}$   $K^+=u\bar{s}$   $K^0=d\bar{s}$ 

# 2.2. Características generales - carga en un campo magnético

Los rayos cósmicos son partículas cargadas. En presencia de campos EM se ven sujetos a la fuerza de Lorentz,

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

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

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

$$ec{B} = b\hat{z} \quad \Rightarrow \quad ec{v}(t) = v_{\parallel}\,\hat{z} + v_{\perp}\,\{\hat{x}\cos(\omega_B t) + \hat{y}\sin(\omega_B t)\}\,,$$

- El movimiento es inercial a lo largo de la línea de campo, y circular uniforme en la dirección perpendicular.
- ► Tres campos relevantes en el estudio de rayos cósmicos son el geomagnético, el heliosférico y el Galáctico.

# 2.2. Características generales - carga en el campo geomagnético

▶ Dos cantidades importantes son el radio de giro,  $r_{\ell}$ , y la rigidez magnética, R, definidos a partir de

$$r_{\ell} \equiv \frac{v_{\perp}}{\omega_B} = \frac{p_{\perp}c}{qB} = R/B,$$
 (3)

donde  $R \equiv p_{\perp}c/q$ , siendo  $p_{\perp}$  la componente del momento perpendicular al campo magnético.

- La propagación en el campo geomagnético debe considerar la estructura del campo magnético de la Tierra.
- ► El campo geomagnético es a primer orden dipolar,

$$\vec{B} = \frac{\mu}{r^3} (3\hat{r} (\hat{r} \cdot \hat{\mu}) - \hat{\mu}),$$

con,

$$B_0 = 3.12 \times 10^{-5} \,\mathrm{T} = 3.12 \,\mathrm{Gauss}$$
  
 $\Rightarrow \mu = B_0 R_{\oplus}^3 = 8.0 \times 10^{25} \,\mathrm{T \, m^3} = 8.0 \times 10^{26} \,\mathrm{G \, cm^3}.$ 

# 2.2. Características generales - carga en el campo geomagnético

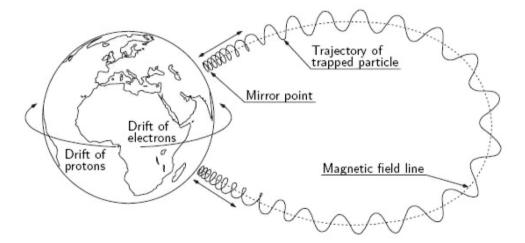
- Los primeros estudios del movimiento de una carga en un campo dipolar fueron realizados a partir de 1903 por Carl Størmer, interesado en las auroras boreales.
- Størmer mostró que la penetración de una cargas al centro del dipolo requiere una rigidez.

$$R > R_s = 59.4 \,\mathrm{GV}\left(\frac{r_{\oplus}}{r}\right) \,\cos^4 \lambda_B/4,$$

con  $\lambda_B$  la latitud geomagnética,  $r_{\oplus}$  el radio terrestre.

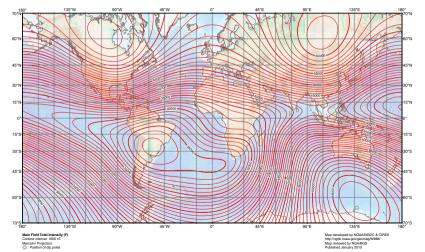
- En el ecuador:  $\lambda_B = 0^{\circ} \Rightarrow R_s = 14.9 \,\mathrm{GV}$ ,
- Para latitudes altas:  $\lambda_B = 60^\circ \Rightarrow R_c = 0.93 \, \text{GV}$ .
- Størmer también consideró la posibilidad de que cargas queden atrapadas dentro del campo geomagnético, como sucede en los cinturones de Van Allen.
- Los espejos magnéticos, base de las botellas magnéticas, fueron empleados posteriormente por Enrico Fermi.

# 2.2. Características generales - cargas en el campo geomagnético



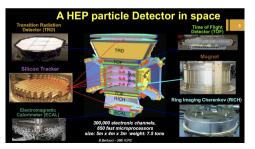
# 2.2. Características generales - cargas en el campo geomagnético

#### US/UK World Magnetic Model -- Epoch 2010.0 Main Field Total Intensity (F)



### 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

### 2.3. Observaciones con satélites - partículas solares y modulación solar

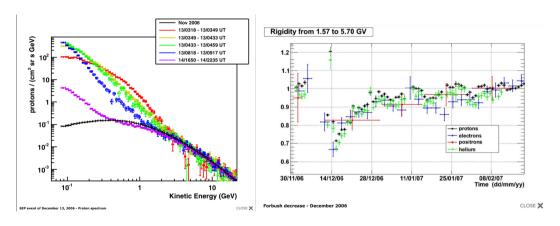


Figura 3: Izquierda: observación de partículas energéticas emitidas por el Sol durante una ráfaga el 13 y 14 de diciembre de 2006. Derecha: decrecimiento tipo "Forbush" en el flujo de rayos cósmicos observado en coincidencia con el evento solar.

2.2 Características

### 2.3. Observaciones con satélites - modulación solar

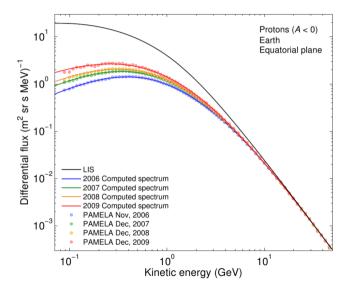


Figura 4: Observaciones del flujo de rayos cósmicos alrededor del mínimo de actividad solar del ciclo 24. Estas mediciones dan indicaciones acerca del Local Intertellar Spectrum.

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

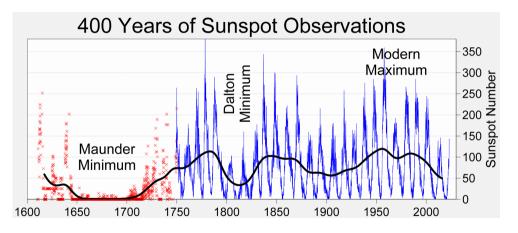
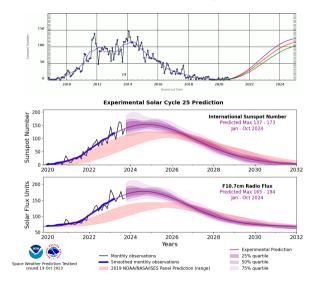
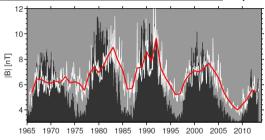


Figura 5: Conteo de manchas solares a lo largo de 400 años. (commons.wikimedia.org...)

### 2.3. Observaciones con satélites - ciclos 24 y 25 de actividad solar



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



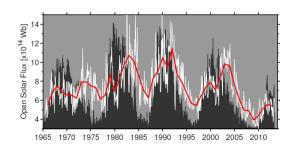


Figura 8: Campo magnético heliosférico a 1 UA de Sol (Owens & Forsyth 2013).

### 2.3. Observaciones con satélites - composición

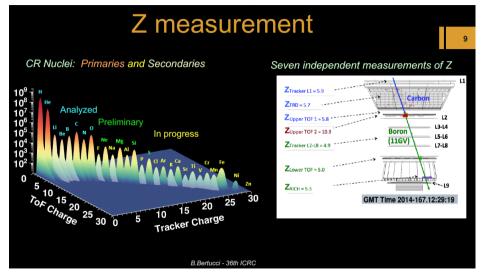


Figura 9: Separación de especies en AMS (fig. 2).

### 2.3. Observaciones con satélites - composición; antipartículas

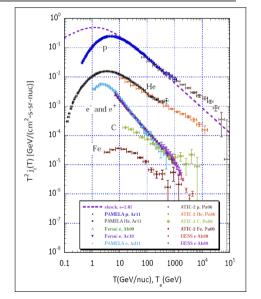
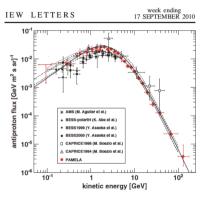


Figura 10: Espectros de protones, helio, carbono, hierro y  $e^{\pm}$  obtenidos en órbita (PAMELA, ATIC, Fermi) y desde Tierra (H.E.S.S.).

# 2.3. Observaciones con satélites - composición; antiprotones



2.2. Características

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.

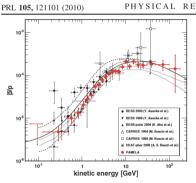
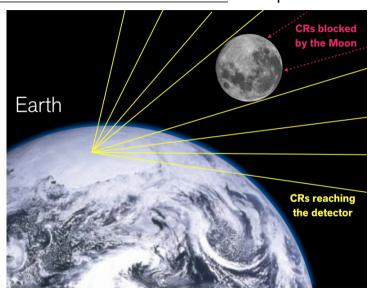


FIG. 2 (color). The antiproton-to-proton flux ratio at the top of the payload obtained in this work compared with contemporary measurements [21–24,26] and theoretical calculations for a pure secondary production of antiprotons during the propagation of cosmic rays in the Galaxy. The dashed lines show 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 palain diffusion model.

Figura 11: 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)

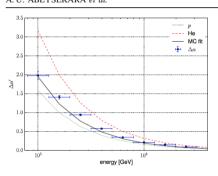


FIG. 2. The deflection of Moon shadow in right ascension as a function of energy in 33 months of data from HAWC. The dotted and dashed lines show the estimated deflection for pure protons and helium nuclei spectra respectively. The solid line is a fit to the mean deflection obtained from simulation.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

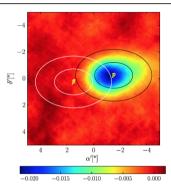
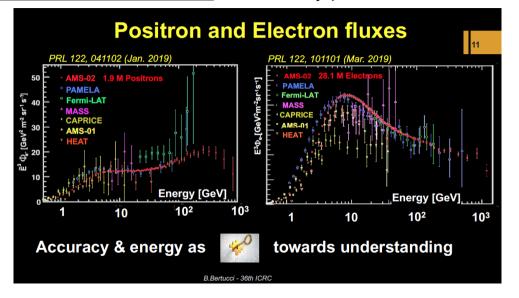


FIG. 3. The observed proton shadow at 1.6 TeV, with  $1\sigma$  and  $2\sigma$  width contours of the fitted Gaussian overlaid. The white ellipses show the expected position of an antiproton shadow obtained by a 180° rotation about the origin.

¡Hay video!

Figura 12: 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.

2.7 UHF



### 2.3. Observaciones con satélites - electrones y positrones

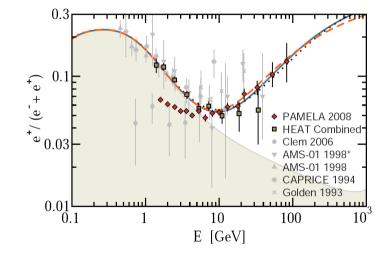
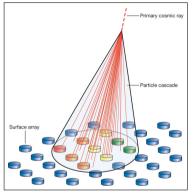


Figura 13: Fracción de positrones cósmicos. La zona en color indica el flujo esperado por interacciones en el medio interestelar. El ajuste incluve la posible contribución por pulsares cercanos. Modelos basados en materia oscura proporcionan una tercera posibilidad (Yüksel, Kistler & Stanev 2009).

### 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 (ightarrow  $10^{11}{
  m eV}$ ).
- En 1939 Pierre Auger reporta coincidencias en detectores separados por 300 m, deduciendo energías para las partículas primarias hasta de  $\sim 10^{15} {\rm eV}$ .
- Los arreglos de superficie registran el paso casi-simultáneo de múltiples partículas de alta energía.

### 2.4. Detectores de superficie - cascadas atmosféricas

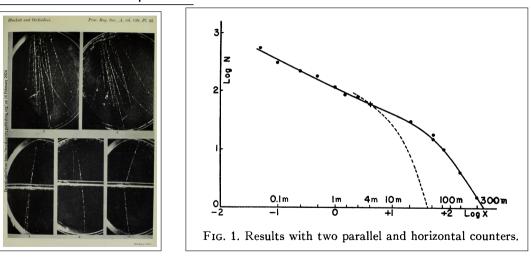


Figura 15: Izq.: registros fotográficos de cascadas de partículas en rayos cósmicos (Blackett & Occhialini 1933). Derecha: coincidencias en detectores de partículas (Auger 1939).

### 2.4. Detectores de superficie - cascadas atmosféricas

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

$$\gamma \longrightarrow e^- + e^+ \quad \Rightarrow \quad \left\{ \begin{array}{l} e^- \longrightarrow e^- + \gamma \quad \Rightarrow \quad \left\{ \dots \right. \\ e^+ \longrightarrow e^+ + \gamma \quad \Rightarrow \quad \left\{ \dots \right. \end{array} \right.$$

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

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

seguida de decaimientos débiles,

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

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 atmosféricas

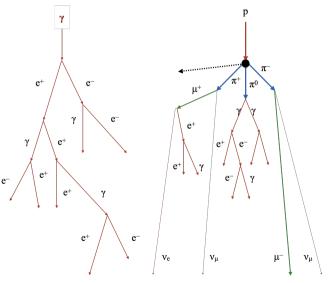
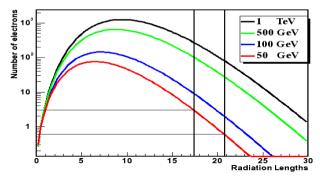


Figura 16: Versiones esquemáticas de cascadas electromagnéticas y hadrónicas. La cascada electromagnética (izquierda) es la sucesiones de producciones de pares y bremsstrahlung. La cascada hadrónica inicia con una colisión nuclear resultando en la producción de piones, v subsecuentes decaimientos en muones, electrones, neutrinos y fotones, dando lugar a ramas electromagnéticas.

### 2.4. Detectores de superficie - cascadas electromagnéticas

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



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

### 2.4. Detectores de superficie - cascadas hadrónicas

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

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

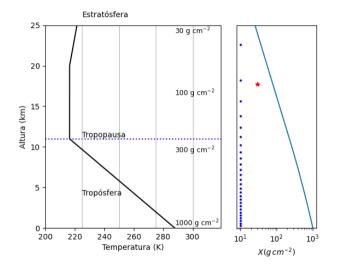
para piones cargados, que difícilmente alcanzan la superficie.

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

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

- 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  $\sim 1\,\mathrm{km}$  de roca.
- Los neutrinos lo atraviesan todo, siendo *casi* indetectables.

### 2.4. Detectores de superficie - la atmósfera terrestre



Tropósfera
$z=0 ightarrow 11\mathrm{km}$
$P/\rho = 1033 - 231 \mathrm{g  cm^{-2}}$
Tropopausa
$z=11 o 20\mathrm{km}$
$P/ ho=231 ightarrow56\mathrm{gcm^{-2}}$
Estratósfera (I)
$z = 20 \rightarrow 32 \mathrm{km}$
$P/ ho = 56  o 8.9  \mathrm{g  cm^{-2}}$
Estratósfera (II)
$\overline{z=32 o47\mathrm{km}}$
$P/\rho = 8.9 \to 1.1 \mathrm{g  cm^{-2}}$

### 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	Argentina	Cherenkov de agua	Desde 2004	Rayos cósmicos
Observatory		& Fluorescencia		
Cygnus array	Nuevo México	Centelleadores plásticos	1986-1996	Rayos cósmicos
	(2100m)	& Cherenkov de agua		Rayos gamma
Tibet AS $\gamma$	Tibet, China	Centelleadores plásticos	Desde 1990	Rayos cósmicos
	(4300m)			Rayos gamma
MILAGRO	Nuevo México	Cherenkov de agua	1997-2008	Rayos cósmicos
	(2600m)			Rayos gamma

Tabla 2: Algunos arreglos de superficie

### 2.4. Detectores de superficie - factibilidad

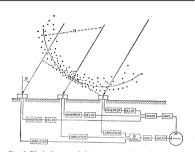
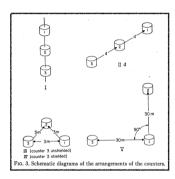


Fig. 2. Block diagram of the apparatus with a schematic representation of an air shower about to strike the counters. The counters are in arrangement II.



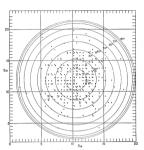


Fig. 10. Graphical summery of the data on the spatial orientation of shower axes obtained with arrangement V. The scales are 5.3 mμsec per division. The zenith angles of the shower axes are indicated by the concentric circles.

- ▶ Empleando un arreglo de tres detectores, Bassi, Clark & Rossi (1953) muestran que las partículas en una cascada están contenidas en un frente de uno o dos metros de espesor.
- Modificando la configuración logran medir las direcciones de sus planos.

### 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 Das, 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 angle out the high-energy component of cosmic rays as a particularly promising subject of research. On one hand, the shape of the subject of research. On one hand, the shape of the recent of the particular of the particular of the particular of the particular 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 mitoractions as 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<sup>40</sup> eV. energy is of the order of one per year per square metre. Hence direct embods of detection are ruled out, and the only practical approach is the study of the giant high energy cosmic ray barriels be atmosphere by high-energy cosmic ray barriels.

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 number of high-energy escendary diarety decay into photons, and nuclear-active particles (changed remosens, nucleons, etc.), which go on to produce further interactions, so that a nuclear accessed developes. At each step a certain fraction of ""mesons, pulcous, at each step, a certain fraction of ""mesons, photons initiate observations and photons become the dominant component of the shower. Some of the chargest "mesons, however, decay before interacting and thus

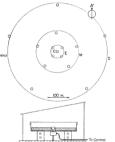
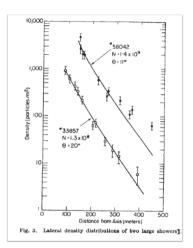


Fig. 1. Detector array and schematic diagram of a scintillation

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



El mismo grupo desarrolla el primer arreglo de superficie en la estación Agassiz, Harvard, Mass.

### 2.4. Detectores de superficie - Agassiz, isotropía

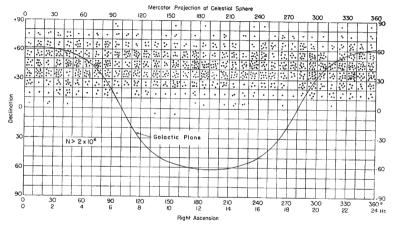
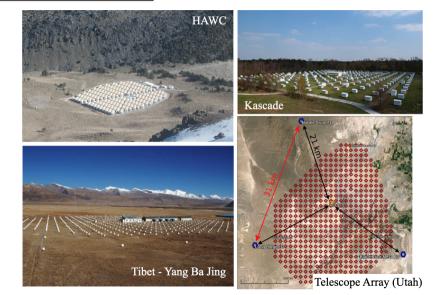


Fig. 4. Directions of arrival of 1,286 showers with more than  $2 \times 10^{4}$  particles

Figura 17: 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  $(0.2-1) \times 10^{19} \mathrm{eV}$  (Clark et al. 1957).

#### 2.4. Detectores de superficie - detectores en operación



2.1. Descubrimiento 2.2. Características coccidente co

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

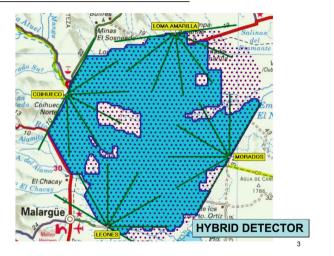




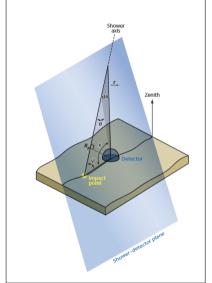
Figura 18: El observatorio Auger es híbrido, con cuatro detectores de fluorescencia que complementan al arreglo de superficie de alrededor de 3000 km².

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



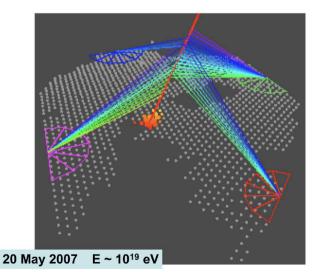


#### 2.4. Detectores de superficie - detectores de fluorescencia



- El paso de las partículas cargadas de alta energía excita moléculas de N<sub>2</sub> y N<sub>2</sub><sup>+</sup>, 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,

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

- la dirección cambia de manera aleatoria y la propagación se vuelve difusiva.
- acorde con la distribución isotrópica observada.
- $E/Z \gtrsim 10^{15} 10^{16} {\rm eV} 
  ightarrow$  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,

$$\frac{\partial N_{i}}{\partial t} = Q_{i}(E, t) + \nabla \cdot (D_{i}N_{i}) - (\nabla \cdot \vec{u})N_{i}(E) 
- \frac{\partial}{\partial E} \{b_{i}(E)N_{i}(E)\} - p_{i}N_{i} + \frac{\rho v}{m} \sum_{k > i} \int \frac{d\sigma_{ik}(E, E')}{dE'} N_{k}(E')dE'$$

donde  $\mathcal{N}_i(E, \vec{x}, t)$  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, vvelocidad de las partículas;
- convección, con  $\vec{u}$  = velocidad local del medio interestelar (MI);
- aceleración o pérdida de energía de la especie i en el MI,  $b_i = dE_i/dt$ ;
- pérdidas por colisiones o decaimiento,  $p_i = \rho v \sigma_i / m + 1/\gamma \tau_i$ ;
- 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

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

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

$$au_{\sf esc} pprox au_{\sf R} = rac{\lambda_{\sf esc}}{
ho\,eta c} \simeq 6 imes 10^6 {
m yr} \, .$$

### 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

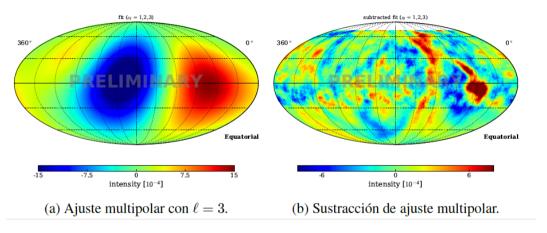


Figura 19: Ajuste multipolar a la distribución de rayos cósmicos registrados con HAWC y IceCube alrededor de 10 TeV, y anisotropías de orden superior (J.C. Díaz Velez, Tesis Doctoral, UdG 2017).

### 2.5. Propagación - anisotropía

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

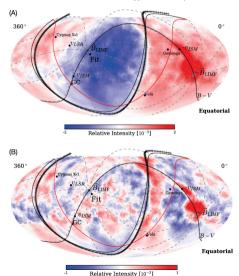


Figure 11. (A) Relative intensity of cosmic rays at 10 TeV median energy (Figures 4(A)) and (B) corresponding small-scale anisotropy (Figure 5(A)) and (D) corresponding small-scale adjusted to emphasize features. The fit to the boundary between large-scale excess and deficit regions is shown as a black crossed curve. The magnetic equator from Zimstein 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 supermova remnants, Geminga and Vela, are shown for reference, as is Cygnus X-1, a black hole X-ray binary known to produce highenergy  $\gamma$  rays (Albert et al. 2007).

2.5 Propagación

## 2.5. Propagación - pérdidas sincrotrón, electrones cósmicos

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

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

de donde el tiempo característico de pérdida de energía,

$$au \simeq rac{3}{2\gamma} \left(rac{m^3 c^5}{e^4 B^2}
ight) \simeq 3 imes 10^7 \, \mathrm{yr} \left(rac{B}{3 \, \mu \mathrm{G}}
ight)^{-2} \left(rac{E}{30 \, \mathrm{GeV}}
ight)^{-1} \,. ag{5}$$

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

### 2.5. Propagación - pérdidas sincrotrón, electrones cósmicos

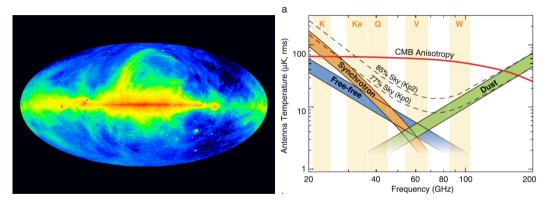


Figura 20: Mapa del cielo a una frecuencia de 408 MHz, dominado por la emisión sincrotrón por electrones cósmicos. Límite de la emisión de radio de la Galaxia, alrededor de 60 GHz

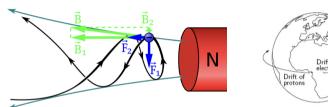
### 2.6. Energética y aceleración - paradigma de Fermi

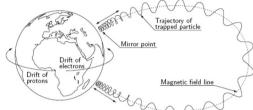
- ► Enrico Fermi (1949) estudió la interacción de partículas cargadas con espejos magnéticos dentro de nubes moleculares en movimiento en el medio interestelar.
  - Mostró que la interacción da lugar a un espectro de energía en ley de potencias.
- ► Fermi (1954) cambió el enfoque a frentes de choque 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 foe/30 años) pueden proporcionar la densidad de energía de los rayos cósmicos observada,

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

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

## 2.6. Energética y aceleración - espejos magnéticos



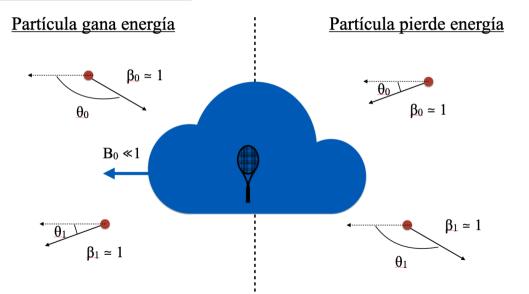


 Para cargas en líneas de campo magnético de convergencia lenta, se conserva el flujo magnético en la órbita de la partícula,

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

- ► 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



## 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,

$$\gamma_0' = \Gamma \gamma_0 \left( 1 - B \beta_0 \cos \theta_0 \right),\,$$

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

- 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,

$$\gamma_1 = \Gamma \gamma_1' \left( 1 + B \beta_1' \cos \theta_1' \right) = \Gamma \gamma_0' \left( 1 + B \beta_0' \cos \theta_1' \right).$$

- El cociente de energías, para  $\beta_0, \beta_0' \to 1$ ,

$$\gamma_1/\gamma_0 \simeq \Gamma^2 \left(1 - B\cos\theta_0\right) \left(1 + B\cos\theta_1'\right). \tag{7}$$

## 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  $(\theta_1')$ ,

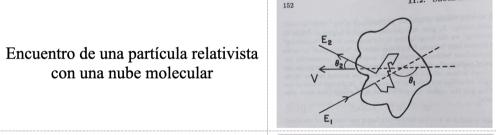
$$\Delta \gamma / \gamma \simeq \Gamma^2 \left\{ B(\cos \theta_1' - \cos \theta_0) + B^2 (1 - \cos \theta_0 \cos \theta_1') \right\}. \tag{8}$$

- 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  $(d\Omega = 2\pi d\cos\theta)$ ,

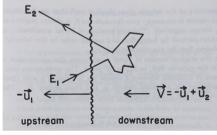
$$\langle \cos \theta \rangle = \int \cos \theta \left( \frac{dN}{d\cos \theta} \right) \frac{d\Omega}{4\pi} = \frac{1}{2} \int \cos \theta \left( \frac{dN}{d\cos \theta} \right) d\cos \theta.$$

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

### 2.6. Energética y aceleración - espejos magnéticos



Encuentro de una partícula con un frente de choque



11.2. Shock accelerat

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

#### (i) Nube molecular:

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

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

- ▶ El flujo saliente es isotrópico,  $-1 \le \cos \theta_1' \le +1$ .
- $dN/d\cos\theta=1/2$  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),

$$\left\langle \frac{\Delta \gamma}{\gamma} \right\rangle = \Gamma^2 B \left( \left\langle \cos heta_1' \right\rangle - \left\langle \cos heta_0 \right\rangle \right) + \Gamma^2 B^2 \left( 1 - \left\langle \cos heta_0 \right\rangle \left\langle \cos heta_1' \right\rangle \right) = \frac{4}{3} \Gamma^2 B^2 \simeq \frac{4}{3} B^2 \,.$$

# 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,  $-1 \le \cos \theta_0 \le 0$ .
  - $dN/d\cos\theta = 2\cos\theta$ , la proyección de un flujo constante sobre un plano,

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

- lacktriangle El flujo saliente es semi-isotrópico, saliendo del choque,  $0 \le \cos heta_1' \le +1$
- $dN/d\cos\theta = 2\cos\theta$ , 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 B²,

$$\left\langle \frac{\Delta \gamma}{\gamma} \right\rangle = \Gamma^2 B \left( \left\langle \cos heta_1' \right\rangle - \left\langle \cos heta_0 \right\rangle \right) + \Gamma^2 B^2 \left( 1 - \left\langle \cos heta_0 \right\rangle \left\langle \cos heta_1' \right\rangle \right) \simeq \frac{4}{3} B \,.$$

#### 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,

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

ightharpoonup El número de encuentros necesarios para alcanzar una energía E es,

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

$$N(\geq E) = N_0 \sum_{m=0}^{\infty} (1 - p_e)^m = N_0 (1 - p_e)^m / p_e.$$
 (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,

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

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

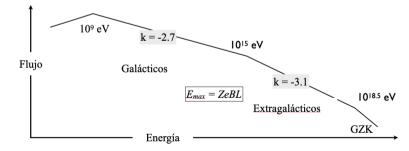
#### 2.6. Energética y aceleración - límite de aceleración

Revirtiendo r = E/ZeB se puede definir,

$$E_{max} = ZeBL$$
,

la máxima energía alcanzable por una partícula de carga Ze confinada a una región de dimensiones L con un campo magnético B.

- Cuando el radio de giro excede L la partícula escapa de la región de aceleración.
- SNR miden algunos pc, consistente con partículas aceleradas hasta PeV.



### 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)	$3.3 \text{ m}^2$	19		
SUGAR	muon detector (>0.75 GeV)	$2\times6~\mathrm{m}^2$	54	60	
Haverah Park	water Čerenkov	$34 \text{ m}^2$	4	12	
	water Čerenkov	$2.25 \sim 54 \text{ m}^2$	28		
	water Čerenkov	1 m <sup>2</sup>	30	0.3	close to the array center
Yakutsk	scintillator	$2 \sim 4 \text{ m}^2$	58	18	up to 1995
	muon detector (>1 GeV)	$20 \text{ m}^2$	5	10	from 1996
	muon detector (>0.5 GeV)	$192 \text{ m}^2$	1		
	air Čerenkov phototube	$(1 \sim 3) \times 5''$	45		
AGASA	scintillator	$2.2 \text{ m}^2$	111	100	
	muon detector (>0.5 GeV)	$2.4 \sim 10 \mathrm{m}^2$	29	50	
	scintillator	$1 \text{ m}^2$	159	1	1-km <sup>2</sup> array
	muon detector (>1.0 GeV)	25 m <sup>2</sup>	9	1	

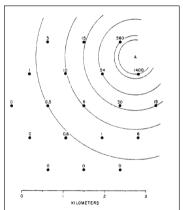


FIG. 8. The detector positions (dots) of the Volcano Ranch array, showing the density map of the first event exceeding  $10^{20}$  eV. The number of particles observed by each detector is shown. The core is indicated by A. From Linsley, 1963a.

Nagano & Watson (2000).

2.1. Descubrimiento 2.3 Satélites 2.4. Detectores de superficie 2.5. Propagación 2.6. Energética, aceleración 2.2. Características 2.7. UHE 000000

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

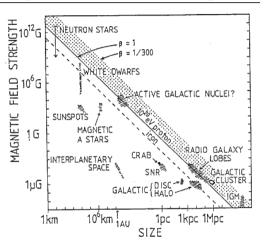
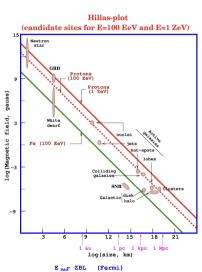
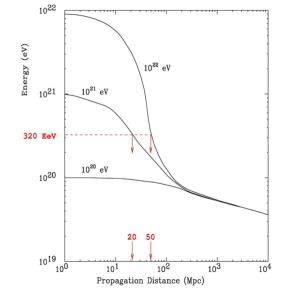


Figure 1. Size and magnetic field strength of possible sites of particle acceleration. Objects below the diagonal line cannot accelerate protons to 1020 eV.



ZBL [ (Ultra-relativistic shocks-GRB)

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



► El umbral para el proceso inelástico

$$p + \gamma \rightarrow p + \pi$$
,

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

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

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

2.2. Características

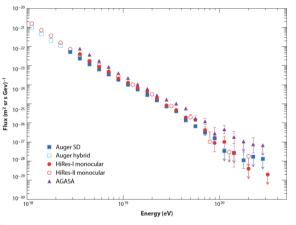


Figure 3

Cosmic ray fluxes above 10<sup>18</sup> eV. Data shown are from HiRes-I (11), HiRes-II (11), Auger surface detector (SDI (8), Auger hybrid (9), and AGASA (10).

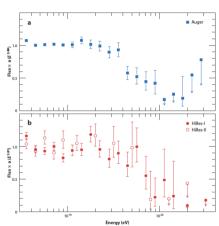


Figure 8.

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 Muc sparrer) (8) is normalized and scaled by  $E^{5.09}$ . (b) The Hilses-1 (filled red divide) and Hilses-11 (lower red drive) spectra (1) are normalized and scaled by  $E^{5.01}$ .

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

#### A. AAB et al.

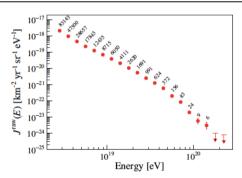


FIG. 7. Left: Raw energy spectrum  $J_i^{\text{raw}}$ . The error bars represent s of energy is shown above the points. Right: Raw energy spectrum

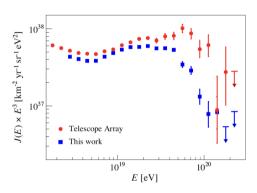
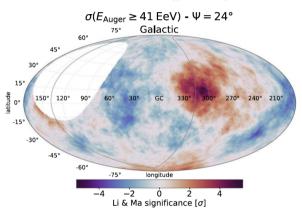


FIG. 14. Comparison between the  $E^3$ -scaled spectrum derived in this work and the one derived at the Telescope Array.

Figura 21: Flujo de rayos cósmicos  $> 10^{18} \, \mathrm{eV}$  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



**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.

Figura 23: Distribución de rayos cósmicos con energía  $\geq 4 \times 10^{18} \, \mathrm{eV}$  observados por el observatorio Pierre Auger (Abreu et al. 2022).

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

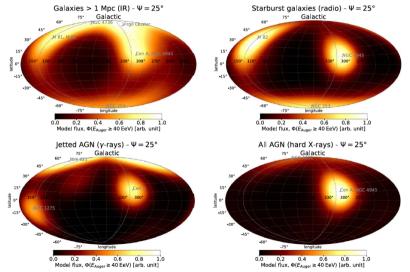


Figure 10. Best-fit UHECR source models above 40 EeV with a top-hat smoothing radius of  $\Psi = 25^{\circ}$  in Galactic coordinates. The supergalactic plane is shown as a gray line. Prominent sources in each of the catalogs are marked with gray circles.