

# Influencia del momento angular en la reacumulación de asteroides fragmentados

Alemañ R. (1), Campo Bagatin A. (2) y Richardson D. C. (3)

(1) Instituto de Física Aplicada a las Ciencias y a la Tecnología, Universidad de Alicante, España

(2) Departamento de Física, Ingeniería de Sistemas y Teoría de la Señal, Universidad de Alicante, España

(3) Department of Astronomy, University of Maryland, College Park, MD, U.S.A

Se denomina colectivamente “pequeños cuerpos” del sistema solar (*Small Solar System Bodies*) aquellos objetos que, orbitando en torno al Sol, no cumplen las condiciones para ser considerados planetas. Se trata de objetos que no poseen la gravedad suficiente para vencer las fuerzas internas de un sólido rígido y adquirir la esfericidad típica de los demás cuerpos astronómicos. Para diámetros entre varios cientos de metros y varios cientos de kilómetros, la estructura interna de estos cuerpos se corresponde probablemente con la de cúmulos de fragmentos, o “pilas de escombros” (*rubble piles*). Las mutuas atracciones gravitatorias propicia la formación de agregados cuya integridad se mantiene en parte por la auto-gravitación y en parte por fricciones internas.

La distribución de valores de la velocidad de rotación propia de los asteroides en el Cinturón Principal, presenta una mayor cantidad de objetos en rotación lenta con un tamaño pequeño y mediano. Este resultado parece explicarse en términos de una historia colisional dependiente del tamaño del objeto, con un amplio rango de fragmentaciones y la frecuente formación de sistemas binarios [1, 2]

Entre los sistemas binarios examinados los más abundantes son aquellos cuyo objeto primario tiene un diámetro de 10 km o menos [3]. En esos casos el momento angular se halla muy próximo –aunque en general sin superarlo– el límite crítico para un objeto individual en el régimen gravitatorio. Ello sugiere que tales sistemas se formaron a partir de objetos progenitores que rotaban a la velocidad límite para su rango de tamaños, tras un proceso de fisión o de desprendimiento de masa.

El conocimiento de la forma de los componentes de un sistema binario y la separación entre ellos, restringe su estructura interna. Es decir, la capacidad de estos sistemas para mantener formas elongadas sugiere unas fricciones internas notables [4]. El cambio de momento angular por efecto YORP, y la respuesta dinámica de diversos asteroides junto con la alteración en la velocidad de rotación para formas específicas en función de la oblicuidad, pueden estimarse mediante procedimientos basados en la geometría del objeto [5].

Se pueden estimar los valores límites para la rotación de los pequeños cuerpos astronómicos usando un modelo para cuerpos sin fuerzas cohesivas internas, pero con las tensiones de cizalladura típicas de materiales como la arena seca o la gravilla [6, 7]. Estas tensiones internas son necesarias para explicar el comportamiento de pequeños asteroides con una elevada velocidad de rotación [8].

Los agregados gravitacionales pueden cambiar sus formas bajo la acción de agentes exteriores –como pequeñas colisiones– que debilitan la unión entre sus bloques constituyentes permitiendo así la evolución asintótica hacia un estado de equilibrio hidrodinámico. Las simulaciones numéricas muestran que este comportamiento es susceptible de producir una distribución de tamaños compatible con las observaciones. También esto sugiere que la mayoría de los asteroides poseen una estructura interna que está al menos parcialmente fragmentada [9]

Para simular la reacumulación de fragmentos previamente dispersados –cada uno de ellos con distintos valores del momento angular– se ha utilizado la técnica denominada *Soft-Sphere Discrete Element Method*, o SSDEM en el programa de cálculo numérico PKDGRAV [10, 11]. Los agregados, con formas irregulares, se someten a incrementos progresivos de su velocidad angular hasta iniciar un proceso de reestructuración que conduce a la disrupción final de dicho agregado. Los resultados son esencialmente diferentes según exista, o no, algún grado de fricción entre los componentes granulares de tales agregados [12].

La distribución de formas, tamaños y masas de los componentes de estos agregados, se han extraído de los resultados de los experimentos de impacto a alta velocidad llevados cabo sobre fragmentos de basalto en el Ames Vertical Gun range de la NASA en Julio de 2013 [13]. Entonces el programa de cálculo numérico distribuye aleatoriamente en el espacio estos componentes y los deja colapsar librados a sus propias atracciones gravitatorias mutuas. El volumen final del agregado gravitacional se calcula junto con su densidad global, resultados que se comparan con las densidades de asteroides conocidos. De no concordar sus valores, el espectro de masas de los componentes se modifica hasta conseguir un buen ajuste

con los valores observados de la densidad final. Una vez que los resultados del cálculo se ajustan bien a los datos observacionales la estructura del asteroide se estima con verosimilitud a partir de las distribuciones de formas y tamaños introducidas inicialmente en el programa de simulación numérica.

Los resultados preliminares de nuestro trabajo indican que cuanto mayor es el volumen inicial sobre el que se distribuyen los fragmentos que posteriormente se reaccumularán, mayor es la probabilidad de que dicha reaccumulación conduzca por sí misma a una forma elongada. Por otra parte, se presentan también los resultados de diversos casos ensayados con distintos valores para el momento angular de los fragmentos cuya reaccumulación constituirá el agregado gravitacional.

## Referencias

- [1] P. Farinella, P. Paolicchi, V. Zappala V. *Astron. Astrophys.* 104, 159-165 (1981).
- [2] A. Campo Bagatin et al. *Icarus* 149, 198–209 (2001).
- [3] P. Pravec P, A.W. Harris AW. *Icarus* 190, 250-59 (2007).
- [4] I. Sharma. *Icarus* 205, 638-657 (2010).
- [5] D.J. Scheeres. *Icarus* 189, 370-385 (2007).
- [6] K.A. Holsapple *Icarus* 154, 432-448 (2001).
- [7] K.A. Holsapple. *Icarus* 172, 272-303 (2004).
- [8] K.A. Holsapple. *Icarus* 187, 500-509 (2007).
- [9] P. Tanga P. et al. *Astrophys. J. Lett.* 706, 197-202 (2009).
- [10] D. Richardson et al. *Icarus* 143, 45–59(2000).
- [11] J. Schwartz et al. *Granular Matter* 14, 363–380 (2012).
- [12] P. Sanchez P., D.J. Scheeres. *Icarus* 218, 876-894 (2012).
- [13] Campo Bagatin et al. 45th LPSC, 2224 (2013).

# An analysis of the stability of Saturn's Hexagon jet and its counterpart in the South

A. Antuñaño (1), T. del Río-Gaztelurrutia (1,2), A. Sánchez-Lavega (1,2)

(1) Departamento de Física Aplicada I, E.T.S. Ingeniería, Universidad del País Vasco, Bilbao, Spain.  
 (2) Unidad Asociada Grupo Ciencias Planetarias UPV/EHU-IAA (CSIC), Bilbao, Spain.

In this study we analyze the stability of Saturn's Hexagon jet and its equivalent in the south. We explore the conditions leading to barotropic instability of quasi-geostrophic jets, using the wind profiles and vorticity-gradient profiles presented in A. Antuñaño et al. (1). We also calculate the growth rates of the barotropic instabilities for both jets.

## 1. Introduction

In images obtained by the Voyager I flyby in 1980 and Voyager II flyby in 1981 a hexagonal feature surrounded by an eastward jet with a peak velocity of  $120\text{ms}^{-1}$  at  $75^\circ\text{N}$  was observed (3). This feature has been re-observed, first in 1990-1995 in images from the Hubble Space Telescope (HST) and with ground-based telescopes (3,4) and later with the arrival of The Cassini Mission in the infrared with VIMS (2) and with the ISS after the equinox. The hexagonal feature and its strong jet are stable and the Hexagon has remained stationary in System III for the last 30 years (6). Images from HST obtained between 1997 and 2002 and from Cassini ISS after 2004, showed a strong eastward jet at similar latitudes in the south (5). However, these images did not show a hexagonal feature.

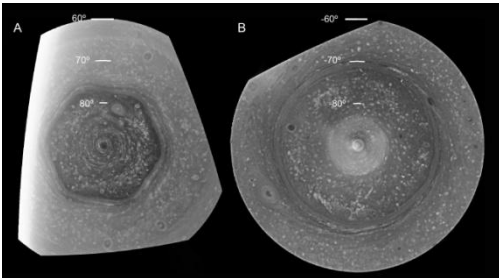


Figure 1. A) Polar projection of the North polar region from  $60^\circ$  to  $90^\circ$  obtained with a CB2 filter of the wide-angle camera on 14 June 2013. B) Polar projection of the South polar region from  $-60^\circ$  to  $-90^\circ$  captured by the wide angle camera and built from 4 images on December 2008. (1)

A. Antuñaño et al. (1) compared the dynamics of both polar regions, showing that the wind profiles and the

vorticity of the hexagon and its counterpart jet are similar, except for the  $5^\circ$  difference in the latitudes of the jets, and that the Rayleigh-Kuo criterion for instability is satisfied in both jets.

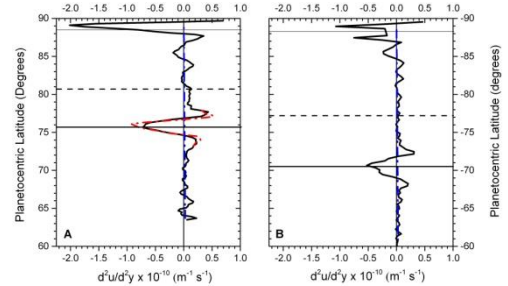


Figure 2. Meridional profiles of relative vorticity (solid lines),  $-\partial^2u/\partial y^2$  (dashed lines) and Coriolis parameter  $f = 2\Omega\sin\phi$  divided by ten (blue dash-dotted line) for the north (A) and south (B). (1)

The violation of Rayleigh-Kuo stability is not sufficient to guarantee that instability will develop. Here, we analyze the barotropic stability of the Hexagon jet and its equivalent jet in the south using the data from A. Antuñaño et al. (1). We consider the linearized barotropic equation for perturbations of the flow, and account for the equivalent barotropic character of the flow introducing a term in the vorticity for finite values of the Rossby deformation radius  $L_D$

## 2. Analysis

The vorticity equation for a barotropic and inviscid flow is

$$\frac{D q' + f}{Dt} = 0 \quad (1)$$

where  $q' = \nabla^2\psi' - \frac{\pi^2}{L_D^2}\psi'$  is the shallow water quasi-geostrophic potential vorticity,  $f$  is the Coriolis parameter,

$\psi'$  is the eddy stream function and  $L_D$  is the Rossby deformation radius. We look for solutions of the type

$$\psi' = \Psi'(y)e^{ik(x-ct)} \quad (2)$$

where  $k = m / r \cos(\varphi)$  is the zonal wavenumber, with  $r$  Saturn's radius at latitude  $\varphi$ , and  $c$  is the phase velocity, which may be complex. We assume that  $\partial\Psi'/\partial y = 0$  in the upper and lower boundaries. Substituting this kind of solution in Eq. 1 we obtain the linearized vorticity equation.

$$u(y) \left[ \partial_{yy} - k^2 - \frac{\pi^2}{L_D^2} \right] \Psi + [\beta - u_{yy}] \Psi = c \left[ \partial_{yy} - k^2 - \frac{\pi^2}{L_D^2} \right] \Psi \quad (3)$$

where  $\beta$  is the planetary vorticity gradient. Eq. 3 is an eigenvalue equation and we solve it, using finite differences, for different values of  $L_D$  and  $k$ , making use of the zonal velocity and vorticity gradient profiles from A. Antuñano et al. (1). We seek for the eigenvalue (phase speed) with the largest positive imaginary part  $c_i$  for each  $L_D$  and  $k$ , since it will correspond to the most rapidly growing mode and therefore the mode that will prevail.

### 3. Results

Figure 3 and Figure 4 show the results of this analysis for the hexagon jet and the equivalent jet in the South respectively. In both cases we find that the maximum growth rate ( $kc_i$ ) peaks at values of  $m$  that decrease with decreasing Rossby deformation radius.

Our barotropic instability analysis shows that for a Rossby deformation radius of 3000km, the instability mode that grows faster corresponds to  $m=5-6$ , both in the North and in the South. One could be tempted to assume that the hexagonal feature (mode 6) in the North is related to this peak of the instability. However, the hexagonal feature is not observed in the South and thus, this analysis cannot explain the presence of the Hexagon only in the northern hemisphere, and the absence of a corresponding wave in the south.

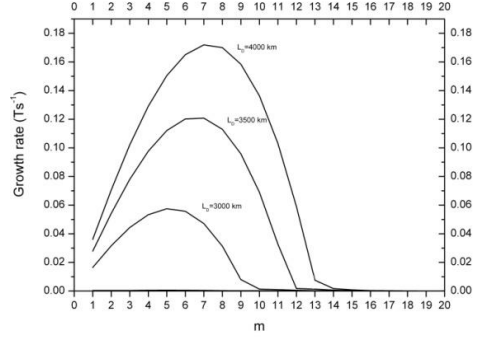


Figure 3. Growth rates of the barotropic instability for different  $L_D$  and  $m$  for the north..

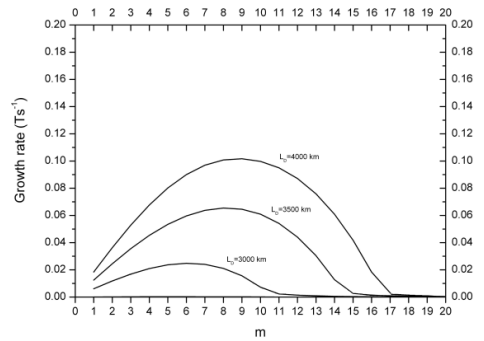


Figure 4. Growth rates of the barotropic instability for different  $L_D$  and  $m$  for the south.

### Acknowledgements

A.A. is supported by a MINECO FPI PhD Studentship. This work was supported by the Spanish project AYA2012-36666 with FEDER support, PRICI-S2009/ESP-1496, Grupos Gobierno Vasco IT-765-13 and by Universidad del País Vasco UPV/EHU through program UFI11/55.

### References

- [1] Antuñano A., T. del Río-Gaztelurrutia, A. Sánchez-Lavega and R. Hueso. *J. Geophys. Res. Planets*, 120, 155-176 (2015).
- [2] Baines, K. H. et al. *Planet. Space Sci.*, 57, 1671-1681 (2009).
- [3] Godfrey, D. A. *Icarus*, 76, 335-356 (1988).
- [4] Sánchez-Lavega, A., J. Lecacheux, F. Colas, and P. Laques. *Science*, 260, 329-332 (1993).
- [5] Sánchez-Lavega, A., S. Pérez-Hoyos, J. R. Acarreta, and R. G. French. *Icarus*, 160, 216-219 (2002).
- [6] Sánchez-Lavega, A. et al. *Geophys. Res. Lett.*, 41, 1425-1431 (2014).

# **Studying outcomes asteroid impact simulations of 400 km targets: A comparison with asteroid families with large progenitors**

P.G. Benavidez (1), D. D. Durda (2), A. Campo Bagatin (1), B. Enke (2), D. Richardson (3), and E. Asphaug (4)

- (1) Universidad de Alicante
- (2) Southwest Research Institute
- (3) University of Maryland
- (4) University of California Santa Cruz

In this work we study impact outcomes of 400km targets of different internal structure: monolithic and reaccumulated. We also compared these outcomes with the previous ones for 100 km targets. We will present our preliminary results of this study, addressing the differences presented by cratering events and super-catastrophic impacts. Also we will include the comparison with asteroid families with large progenitors.

# Spectroscopic Survey of Asteroids in the Polana and Eulalia Families

H. Campins (1), N. Pinilla-Alonso (2), J. de León, (3), K. Walsh (4), V. Lorenzi (5), F. DeMeo (6), J. Licandro (3), M. Delbó (7), Z. Landsman (1), B. Burt, B (6), P. Lucas (2), y V. Alí-Lagoa (7)

(1) Physics Department, University of Central Florida, USA

(2) Department of Earth and Planetary Sciences, University of Tennessee, USA

(3) Instituto de Astrofísica de Canarias, Spain

(4) Southwest Research Institute, USA

(5) Fundación Galileo Galilei, Spain

(6) Department of Earth, Atmospheric, and Planetary Sciences, Massachusetts Institute of Technology, USA

(7) Laboratoire Lagrange, Observatoire de la Côte d'Azur, France

The inner asteroid belt is an important source of near-Earth asteroids (NEAs). Dynamical studies of the inner belt have identified several families overlapping in proper orbital elements, including the Polana and Eulalia families that contain a large fraction of the low-albedo asteroids in this region. We present results from a near-infrared (NIR) spectroscopic survey of this region. The observations were made from August 2012 to May 2014 and used the NASA Infrared Telescope Facility in Hawaii and the Telescopio Nazionale Galileo in Spain. Our survey focused on objects within these two families and nearby background objects with low albedo ( $p_v < 0.1$ ) and low inclination ( $i_P < 7$  degrees). We observed 63 asteroids (57 never before observed in the NIR). We found our sample to be spectrally homogeneous in the NIR and this homogeneity is independent of membership in families or the background. Furthermore, we show that the Eulalia and Polana families cannot be distinguished spectroscopically. In other words, the dynamical diversity between and among these families does not translate into spectral diversity. This is compatible with these two families having a common origin. The spectra of two targets of sample-return missions, (101955) Bennu, target of NASA's OSIRIS-Rex mission and (162173) 1999 JU3 target of the Japanese Space Agency's Hayabusa-2 mission, are compatible with our sample.

# La misión espacial AIDA al asteroide binario Didymos

A. Campo Bagatin (1,2)

- (1) Departamento de Física, Ingeniería de Sistemas y Teoría de la Señal. Universidad de Alicante.  
(2) Instituto Universitario de Física Aplicada a las Ciencias y la Tecnología. Universidad de Alicante.

La misión espacial AIDA (Asteroid Impact and Deflection Assessment) es una propuesta conjunta NASA – ESA cuyo objetivo es utilizar el asteroide binario 65803 Didymo para comprobar la tecnología disponible para la desviación de asteroides de pocos centenares de metros en órbitas de colisión con la Tierra. [1]

El asteroide binario Didymos está formado por un cuerpo principal, de unos 800 m de diámetro. Tiene aparentemente una forma irregular pero no alargada y rota en apenas 2.235 h en torno a su propio eje. El satélite, de unos 100-150 m, de forma indefinida, rota en unas 12 h en torno al cuerpo principal, a una distancia de 1.2 km. Su órbita no es excéntrica y las observaciones son compatibles con una órbita prácticamente circular.

La misión se vertebra en dos partes. La Agencia Espacial Europea es responsable de la sonda AIM (Asteroid Impact Mission), cuyo lanzamiento está previsto para octubre 2020 y cuyo objetivo es caracterizar completamente el sistema binario, en particular sus características orbitales. AIM incluye un Lander que aterrizaría sobre el cuerpo secundario, para realizar medidas de tomografía radar para conocer la estructura interna de ese satélite. [2]

Por otra parte, la sonda estadounidense DART (Double Asteroid Redirection Test) es el proyectil, con una masa de al menos 300 kg, sería lanzado en julio de 2021 e impactaría sobre el satélite de Didymos en octubre de 2022 a una velocidad relativa de 6.5 km/s.

AIM volvería a caracterizar los parámetros orbitales del sistema para relacionar los cambios en la órbita con la colisión provocada y determinar la desviación causada.

La misión tiene formalmente carácter tecnológico, de hecho no entra en el ámbito del programa Cosmic Vision, y persigue experimentar cuál es la eficiencia de un impacto puramente cinético en la desviación de asteroides, además del resto de instrumentación que se utilice a bordo de ambas sondas. Evidentemente la cantidad de ciencia que puede extraerse de esta misión es enorme, desde la comprensión de la formación de sistemas binarios a la caracterización de la estructura interna, a la situación dinámica del material superficial del primario en rotación rápida.

## Referencias

[1]

[http://www.esa.int/Our\\_Activities/Space\\_Engineering\\_Technology/NEO/Asteroid\\_Impact\\_Deflection\\_Assessment\\_AIDA\\_study](http://www.esa.int/Our_Activities/Space_Engineering_Technology/NEO/Asteroid_Impact_Deflection_Assessment_AIDA_study)

[2]

[http://www.esa.int/Our\\_Activities/Space\\_Engineering\\_Technology/NEO/Asteroid\\_Impact\\_Mission\\_AIM](http://www.esa.int/Our_Activities/Space_Engineering_Technology/NEO/Asteroid_Impact_Mission_AIM)

# Fast spinning primaries of NES binaries: the case of Didymos, AIDA mission's target

A. Campo Bagatin (1), F. Moreno (2), A. Molina (2,3)

- (1) DFISTS-IUFACyT, Universidad de Alicante  
(2) Instituto de Astrofísica de Andalucía – CSIC. Granada.  
(3) Dept. Física, Universidad de Granada

## Abstract

An increasing number of Near Earth Asteroids (NEAs) in the range of a few hundred meters to a few kilometers in size are found to have relatively high spin rates (less than 4 hr, down to  $\sim 2.3$  hr, depending on taxonomic type). Due to their high spin rate local acceleration near their equator may in some case be directed outwards so that lift off of near-equatorial material is possible. In particular, this is the case of the primary of the Didymos binary system, target of the AIDA mission. What are the effects of that phenomenon on surface material at any asteroid latitude?

## Motivation

Both coherent bodies and gravitational aggregates (GA) (often called “rubble piles”) may stand spin rates higher than the critical ones for fluids found by Chandrasekhar [1]. In the case of coherent structures that is due to internal solid state forces while in the case of gravitational aggregates shear strength may easily appear as a consequence of friction among GA components [2] increasing structural yield. Near Earth Asteroids (NEAs) coming from the asteroid belt are believed to be mostly GA in the range  $\sim 0.5$ -1 km to  $\sim 50$  km [3] due to their collisional history. Once in the inner Solar System, NEAs may undergo spin up evolution through the non-gravitational YORP effect [4] causing their components to disperse, to shed mass or to fission and eventually form binary, multiple systems and asteroid pairs [5, 6]. The end state of those events often is an object spinning above any Chandrasekhar stability limit, kept together by friction and characterized in some case by the presence of an equatorial “bulge”, as shown by radar images [7, 8]. This seems to be the case of the primary bodies of binary systems 1996 FG3 and 1996 KW4, and the single body 2008 EV5, among others. The Didymos primary has been spotted by radar in 2003, even if not at a precision level to evidence any such feature.

In the case of some NEAs, the centrifugal force acting on surface particles and boulders at near-equatorial latitudes may slightly overcome the gravitational pull of the asteroid itself, having the opportunity to leave its surface.

As centrifugal is a contact force, leaving the surface does not mean that particles are lost from the asteroid, in fact,

particles leave the surface at negligible velocity and as soon as they lift off they move only under the gravitational field of the asteroid, the non-inertial apparent forces due to rotation, the Sun's gravity and –in the case of binary systems– the secondary's gravitational pull. Therefore, particles may levitate for some time, land on the surface and lift off again, repeating this cycle over and over. Alternatively, they may enter orbiting states or even transfer to the secondary. [9] have studied some of the features of this problem, relevant to binary dynamics. Non-inertial and gravitational forces have the same dependence on a given particle mass, their action is then independent on mass itself: small dust particles may leave the surface as well as large boulders. Other forces may act as well on small particles, like electrostatic forces or molecular forces (cohesion), with the likely result to stick them together and still undergo the same effects as dusty clumps. Moreover, small particles may be lost as they undergo solar pressure force able to subtract them to the asteroid's gravity while they are levitating.

## Methodology

We have collected available data on binary asteroid systems with very good accuracy in spin rate determination and acceptable uncertainties in mass and have catalogued NEA binary systems according to their primary spin.

This study follows and develops researches made by the working group on mechanical properties of the “MarcoPolo-R” mission proposed to ESA in its past M3 call. In that case, the goal was to study regolith lift off features on both 1996 FG3, the former target of the mission, and 2008 EV5, its nominal target.

We have now focussed on two binary systems: Didymos and 1996 FG3. In order to study the dynamics of particles in those systems, we use a numerical code that integrates, by a fourth-order Runge-Kutta method, the equations of motion of individual particles that are ejected from the asteroid surface when centrifugal acceleration is strong enough to overcome local gravity. The equation of motion is written in a non-inertial asteroid-centered reference frame, taking into account the asteroid (and the secondary, in the case of binaries) and solar gravity, radiation pressure, and inertial terms. A version of this code has been



successfully tested and applied by Molina et al. [10] to the study of particles in comet environments.

We then study the motion of particles in the 1  $\mu\text{m}$  to 10 cm range in the non-inertial reference frame of the rotating primary, accounting for centrifugal and Coriolis apparent forces as well as the gravitational fields of the primary, the secondary, the Sun and the radiation forces by the Sun itself. The eccentricity of the heliocentric orbit of the system and the obliquity of the system are taken into account.

The dynamics of particles of a wide mass range is calculated during many orbital cycles as a function of their initial position on the asteroid surface for each system under study. A relative mass density of levitating particles is calculated as a function of distance to surface, latitude, and longitude. In the very case of Didymos, the study is being extended and discussed in the ranges of size and mass of the primary.

We present the results of our ongoing study in the case of Didymos.

## Results

We find that fine particles are easily swept away from the system by radiation pressure, while large particles may undergo landing and lift off cycles that form a dusty environment above the surface at near-equatorial latitudes. Consequences in the planning of missions to NEAs with similar characteristics can be derived from this study.

## References

- [1] Chandrasekhar, S. (1969) *Ellipsoidal Figures of Equilibrium*, Yale Univ. Press.
- [2] Holsapple, K.A. (1997) *Icarus*, 187, 500-509.
- [3] Campo Bagatin, A. et al. (2001) *Icarus*, 149, 198-209.
- [4] Rubincam, D.P. (2000) *Icarus*, 148, 2-11.
- [5] Walsh K. et al. (2008) *Nat.*, 454, 188-191.
- [6] Jacobson, S.A. and Scheeres, D.J. (2011) *Icarus*, 214, 161-178.
- [7] Ostro, S.L. et al. (2006) *Sci.*, 314, 1276-80.
- [8] Bush, M.W. et al. (2011). *Icarus*, 212, 649-660.
- [9] Fahnestock, E. G. and Scheeres, D. J. (2009) *Icarus*, 201, 135-152.
- [10] Molina, A., et al., (2009), in *Lecture Notes and Essays in Astrophysics*, A. Ulla and M. Manteiga eds., vol. 4, pp. 75-80.

# Comprehensive Search of Lightning on Venus using the full VIRTIS Venus Express visible archive

A. Cardesin (1), A. García Muñoz (2), S. Abildgaard (1), G. Piccioni (4) and D. Grassi (4)

(1) ESA-ESAC, European Space Agency, Madrid, Spain

(2) ESA-ESTEC, European Space Agency, Noordwijk, Netherlands

(3) IAPS-INAF, Istituto Nazionale Astrofisica, Rome, Italy

## Introduction

Lightning is known to occur in the atmospheres of Earth, Jupiter, Saturn, Uranus and Neptune but its occurrence on Venus remains controversial. Although its presence has been published several times in the past years, always on the basis of detected electromagnetic pulses, the subject is still not clear and it is generally agreed that optical evidence would settle the issue.

The Venus Express mission has been observing the Venusian atmosphere continuously since 2006, producing great amounts of imaging and spectral data that could allow us to detect the evidence of lightning events. In particular one of the scientific instruments, the Visible and InfraRed Thermal Imaging Spectrometer (VIRTIS), has a mapping channel (VIRTIS-M) that can provide very useful information for this kind of analysis with its high-resolution imaging (3.3° FOV, 250 $\mu$ rad per pixel) in the visible-infrared range (0.28-5 $\mu$ m) with a moderate spectral resolution (10nm in IR and 2nm in VIS).

The huge data set of the VIRTIS instrument has been analysed in the past years covering a wide range of scientific objectives from the thermal emission of the surface up to the composition and dynamics of the upper atmosphere. However there is still an important amount of scientifically valuable information that has not yet been exploited, in particular for the lightnings where no clear evidence has yet been found.

## Lightning in the Solar System

Lightning is known to occur in the atmospheres of Earth, Jupiter, Saturn, Uranus and Neptune, but its occurrence on Venus remains controversial. Most of the postulated events of Venus lightning come from electromagnetic pulse detections, reported in the framework of the Venera, Pioneer Venus Orbiter and Galileo missions. In recent years, the Magnetometer on board Venus Express has also measured high levels of electromagnetic activity in the planet's atmosphere [1-6]. The lightning origin of these pulses has often encountered skepticism in the scientific community and the occurrence of Venus lightning remains an open issue to which VEX may contribute.

Lightnings on Earth have the strongest emission lines at 777.3nm and 844.6nm, corresponding to atomic oxygen, which are easily observable from space. Laboratory measurements at higher pressures predict that on Venus the dominant line at 777.3nm should at least be present [8]. However these events are expected to appear inside the cloud layer or below, therefore they might be difficult to observe from space.

Other Transient Luminous Events (TLEs), like Sprites and Halos (streamer type electrical discharges), are likely to appear at higher altitudes and could be potentially more evident. Current estimations indicate that they could occur above 85km with a dominant emission around 280-420nm, peaking at 337nm, corresponding to the second positive band of N<sub>2</sub>, with no presence of oxygen emissions [9].

In summary, the expected emissions bands caused by lightning events on Venus is 777.3 nm, whereas for other TLEs the expected emission is around 337nm. More specific studies on the visibility of these events at different spectral and spatial resolutions are available in [10,11].

## Analysis of Venus nightside visible images

Several attempts have been made to find the presence of lightning in VIRTIS data [12], but no clear evidence has yet been found. The main difficulty is the technical design of the instrument, not meant for this purpose, that makes any kind of quick temporary event would cause signal variation only in a few pixels of a single acquisition of the detector and be very difficult to identify. Moreover, these kind of singular events can be filtered out by the calibration pipeline as spikes or bad frames [13]. For this reason, any dedicated lightning study requires analysis of the raw images, avoiding most of the data processing techniques which could eliminate valuable traces of signal.

Considering the extensive coverage of the instrument at all wavelengths, it is expected that some events should be present in the archive and a dedicated analysis can obtain, if not a valid spectral signature, at least some statistical estimation of the possible presence of these transient events. The first step to start the analysis is to look only at the visible channel as it is expected that lightnings have a stronger signal in the lower wavelengths. In order to

maximize the signal to noise ratio, only night side images are considered as the signal from the night side atmosphere in the visible is almost negligible, so it would be in principle easier to identify any trace of signal from transient events. The exposure ranges of the instrument may vary from a few milliseconds up to 18 seconds. Only the longest exposures of several seconds are used in the study, so as to maximize the chances of catching a transient event during the measurement.

A dedicated search algorithm has been developed to find any singular event in the data, based on various search parameters. In particular the algorithm is looking for transient events present only in a single frame (a line in the 3-dimensional cubes) with a clear differentiated signal in at least a few spectral bands, and only affecting one or more pixels. Note that no assumption is taken on the expected emission bands, and all wavelengths are equally considered. All search parameters are configurable (number of spectral bands, pixels, etc.).

### Results and conclusions

In this study, a dedicated search algorithm was developed and used to perform the most comprehensive search for lightning done so far in the VIRTIS-M Venus Express data archive. In total, 13 tests were conducted with different configurations, analysing the night side of Venus in all visible bands during the whole mission duration (8 years). Even though many particular events were found in each search test, the statistical analysis showed no clear evidence of lightning.

The absence of lightning in the VIRTIS-M data could be due to a number of reasons listed below:

- Lightning emission may be scattered or absorbed by the ever-present cloud layer. This would however conflict with previous optical evidences for lightning. [5]
- The energy of the lightning may be too low for detection by VIRTIS. This would contradict the results of VEX magnetometer, which estimated the energy of the lightnings to be close to terrestrial values. [1]
- Lightning occurrence may be too rare to show statistical significance in our histograms. This would contradict the VEX magnetometer results, that observed lightning at similar rate as on Earth (in the order of several per second). [1]
- Lightning may happen only on the dayside of Venus, or only very close to the terminator, and therefore be hidden for optical search due to the scattering of solar illumination. This would again contradict previous detections in the nightside [5].
- Final possibility, which cannot be excluded, is that there is no lightning on Venus, although this would of course contradict many of the previous publications on the subject [1,2,5].

Acknowledgements: the authors wish to thank ESA, ASI, CNES and the other national agencies having supported the Venus Express mission. (ASI contract I/050/10/0).

### References

- [1] Russell, C. T., R. J. Strangeway, and T. L. Zhang, Lightning detection on the Venus Express mission, *Planet. Space Sci.* 54, 1344–1351, 2006
- [2] Daniels, J. T. M., Russell, C.T. et al.: Whistler mode bursts in the Venus ionosphere due to lightning: Statistical properties using Venus Express magnetometer observations, *Journal of Geophysical Research: Planets*, Volume 117, Issue E4, April 2012
- [3] Krasnopolsky, V. A., Lightning on Venus according to information obtained by the satellites Venera 9 and 10, *Kosm. Issled.*, 18, 429–434, 1980
- [4] Gurnett, D. A., et al : Lightning and plasma wave observations from the Galileo flyby of Venus, *Science*, 253, 1522–1525, 1991
- [5] Hansell, S. A., W. K. Wells, and D. M. Hunten: Optical detection of lightning on Venus, *Icarus*, 117, 1995
- [6] Ksanfomaliti, L. V. et al: Electrical activity of the atmosphere of Venus. I. Measurements on descending probes, *Kosm. Issled.*, 21, 279–296. 1983
- [7] Borucki, W. J. et al : Optical Search for Lightning on Venus, *Geophysical Research Letters*, Vol. 8, No.3, Pages 233-236, 1981
- [8] Borucki, W. J. et al : Spectral Irradiance Measurements of Simulated Lightning in Planetary Atmospheres, *ICARUS* 123, 336–344, Article No. 0162, 1996
- [9] Dubrovin, D. et al : Sprite discharges on Venus and Jupiter-like planets: A laboratory investigation, *Journal of Geophysical Research*, VOL. 115, A00E34, 2010
- [10] Gordillo Vazquez, F.J. et al : Spectrum of sprite halos, *Journal of Geophysical Research*, Vol. 116, A09319, 2011
- [11] Gordillo Vazquez, F.J. et al : Near infrared and ultraviolet spectra of TLEs, *Journal of Geophysical Research*, Vol. 117, A05329, 2012
- [12] Erad, S. et al : G., Multivariate analysis of Visible and Infrared Thermal Imaging Spectrometer (VIRTIS) Venus Express nightside and limb observations, *Journal of Geophysical Research*, Vol. 114, E00B27, 2008
- [13] Cardesin Moinelo, A. et al : Calibration of Hyperspectral Imaging Data: VIRTIS-M Onboard Venus Express, *IEEE Transactions on Geoscience and Remote Sensing*, Vol. 48, No. 11, November 2010

# Early Science Operations Analysis for the Jupiter Icy Moons Explorer (JUICE) mission

A. Cardesin (1), M. Costa (1), N. Altobelli (1), M. Almeida (1), D. Frew (1), C. Vallat (1)

(1) ESA-ESAC, European Space Agency, Madrid, Spain

## Abstract

JUICE is the first large mission chosen in the framework of ESA's Cosmic Vision 2015-2025 program. JUICE will survey the Jovian system with a special focus on the three Galilean Moons. Currently the mission is under study activities during its Definition Phase. For this period the future mission scenarios are being studied by the Science Working Team (SWT). The Mission Analysis and Payload Support (MAPPS) and the Solar System Science Operations Laboratory (SOLab) tools are being used to provide active support to the SWT in synergy with other operational tools used in the Science Operations Department at the European Space and Astronomy Centre (ESAC) in order to evaluate the feasibility of those scenarios. This contribution will outline the capabilities, synergies as well as use cases of the mentioned tools focusing on the support provided to JUICE's study phase on the study of its critical operational scenarios and the early developments of its Science Ground Segment demonstrating the added value provided to planetary science missions.

## 1. JUICE Mission

JUICE is the first Large-class mission chosen as part of ESA's Cosmic Vision 2015-2025 programme. It will be launched in 2022 from Europe's spaceport in Kourou, French Guiana, on an Ariane 5, arriving at Jupiter in 2030 to spend at least three years making detailed observations. With Europa, Ganymede and Callisto all thought to host internal oceans; the mission will study the moons as potential habitats for life. JUICE will continuously observe Jupiter's atmosphere and magnetosphere, and the interaction of the Galilean moons with the gas will twice fly by Europa. JUICE will make the first measurements of the thickness of Europa's icy crust and will identify candidate sites for future in situ exploration. The spacecraft will finally enter orbit around Ganymede in 2032, where it will study the icy surface and internal structure of the moon, including its subsurface ocean.

## 2. Science Operations Support Tools

A number of software planning tools are being used by the Science Operations Centres at ESAC in development and operations of planetary missions.

## 2.1 MAPPS/EPS

The Mission Analysis and Payload Planning Support (MAPPS) tool has been used by most of ESA's planetary missions and it allows real-time simulation of the spacecraft behaviour and its environment. MAPPS is used by SGS and the PI teams to simulate the mission and to generate and validate timelines used in all planning cycles (Long, Medium and Short). MAPPS has the capability to compute and display all the necessary geometrical information such as the distances, illumination angles and projected field-of-view of an imaging instrument on the surface of the given body. Moreover MAPPS can simulate all the pointing and commanding of the spacecraft against spacecraft constraints and operational databases.

The Experiment Planning System (EPS) is embedded within MAPPS and models the experiment operations for computation and validation of many operational details such as state modes, commanding activities, data rates, power usage etc. EPS is also used for the final generation of command level sequences that will be delivered to the MOC for uplink to the spacecraft.

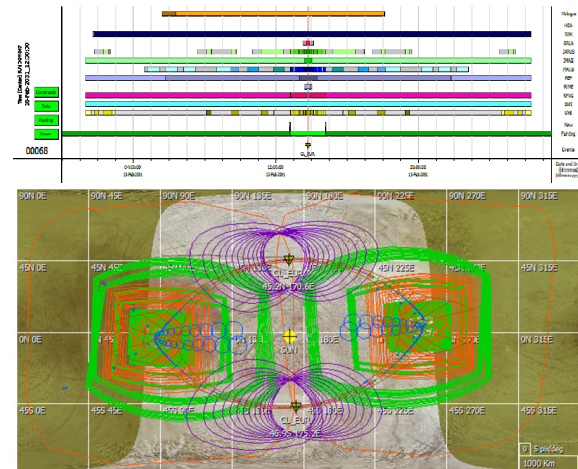


Figure 1. MAPPS simulation of the operations timeline and surface coverage for the JUICE scientific payload after the two Europa fly-bys.

## 2.2 SOLab

The Solar System Science Operations Laboratory (SOLab) is a research and development project carried out at ESAC by the authors of the present article. The motivation for the development of Solar System Science Operations Laboratory (SOLab) comes from the attempt to tackle different science operations' needs and can be outlined in the following: 1) Quickly analyse and visualize the geometry of a given observation scenario. 2) Support for the medium and long term science operations of a planetary mission. 3) Science opportunity analysis of geometrical and operational conditions.

After being used as a prototype in Venus Express and Mars Express operations, SOLab capabilities were improved to support the Long Term Planning for the identification of mission phases, high level geometry and trade off studies.

## 3. Science Operations Support to JUICE

### 3.1 JUICE sizing mission scenarios

The JUICE sizing scenarios have been prepared by the Science Working Team as a guide to analyse the spacecraft resource requirements as driven by the payload based on the Ganymede 500 km circular orbit and Europa fly-bys. The results of this sizing cases have been used to compare the results provided to the industry to size the spacecraft and most important to ensure that the science objectives are covered within the proposed sizing of the spacecraft. The results have been achieved after several iterations within the authors and a designed Working team from the JUICE Science Working Team.

### 3.2 A simulated SOC for JUICE

In order to analyse the sizing scenarios a limited operative environment had to be setup and the authors developed a skeleton Science Operations Centre (SOC) organisation for JUICE. MAPPS and SOLab were the tools used for the study of the sizing cases in a virtual environment that contained three fundamental points: MAPPS and SOLab configuration, payload and spacecraft modelling, and preliminary operations timelines based on SWT inputs.

The MAPPS JUICE setup was performed based on the expertise gained from other operational missions (Mars Express, Venus Express). The instrument modelling was done according to the EID-B documentation of the instruments and with very specific iterations with the PI teams. For the generation of the operational timelines, the authors acted as science operations engineers to discuss the scientific and operational inputs provided by the Science Operations Working Group, and played the role of instrument liaison scientists to iterate with the instrument teams for the detailed modelling and scientific objectives of the observation timelines.

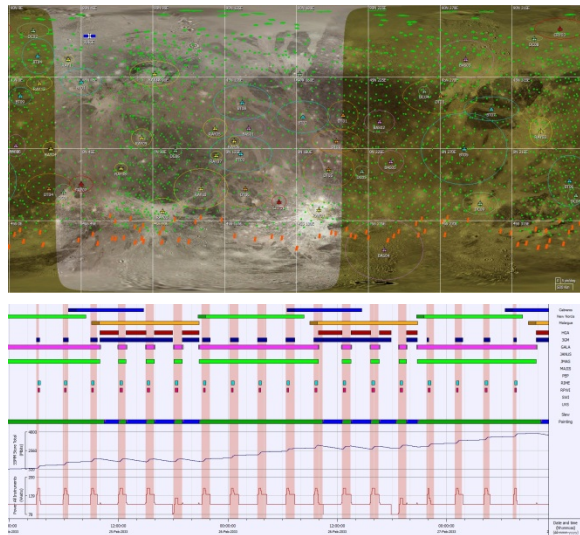


Figure 2. MAPPS coverage map and timeline simulation of the Ganymede phase at 500km altitude, including an analysis of the data and power resources based on a preliminary payload observation plan.

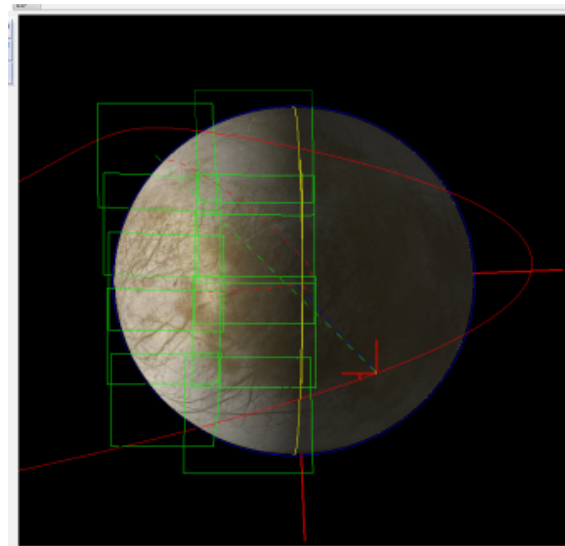


Figure 3. SOLab simulation of the Europa fly-by, including a potential mosaic observation planned for the JANUS imaging camera on the illuminated side.

# Studies of Minor Planets with J-PLUS survey

M. N. De Prá (1,2), J. M. Carvano (1), J. Licandro (2) y A. Ribeiro (1)

(1) Observatório Nacional, Brasil

(2) Instituto de Astrofísica de Canarias, España

The J-PAS/J-PLUS is a joint Spanish/Brazilian project [1] that aims to map an area of the sky of 8000 square degrees, in order to measure photometric redshifts of a large sample of extragalactic objects up magnitude 23. It involves the installation of two telescopes on the Javalambre Mountains, in Spain. The T250 telescope has an aperture of 250cm and will be equipped with a camera with a 3 square degrees field of view and will use a set of 56 filters (54 narrow band + 2 wide band) covering the 0.3-1.0 micron range, while the T80 telescope (presently on commissioning phase) has a camera with  $\sim 2$  square degrees field of view and will use a set of 12 narrow and intermediate band filters covering the same wavelength range.

During its execution, the surveys will also observe a large number of Solar System minor bodies. The number of filters, and the wavelength coverage (Figura 1), makes it particularly interesting to study the hydration band around 0.7 microns [2], which can not be detected in most of the other photometric surveys. Another important feature is the region of 0.3-0.5, where most of the J-PLUS filters are concentrated, and is still an poorly studied region of the asteroids spectrums. This region can also contains an band around 0.43 microns, which can also be associated with hydration [2].

These studies are important for constraining the volatile distribution among the Main Belt and other populations and, as consequent, the Solar System thermic history and even origin of the volatiles in Earth.

In this work we present the J-PLUS expected science products in this context., such as the sensibility of the mesurement of the hydration band, the number of known asteroids to be observed, as well as the expected number of asteroids to be discovered.

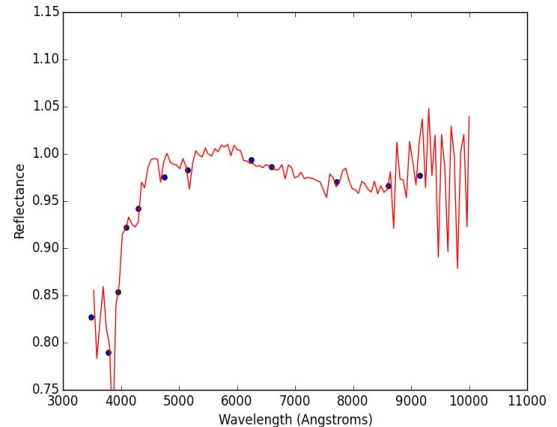


Figura 1. Spectrum of the asteroid 461 (Red line) and displacement of the J-PLUS filtes (Blue dots).

## Referencias

- [1] Benitez, N.; et al. J-PAS: The Javalambre-Physics of the Accelerated Universe Astrophysical Survey. J-PAS "Red Book", 03/2014.
- [2] - Vilas, F.; Jarvis, S.; Gaffey, J. Iron alteration minerals in the visible and near-infrared spectra of low-albedo asteroids. *Icarus*, vol. 109, no. 2, p. 274-283
- [3] – Vilas, F. Is the U-B color sufficient for identifying water of hydration on solar system bodies? *Icarus*, vol. 115, no. 1, p. 217-218
- [4] - T. Axelrod J. Myers, L. Jones. Moving object pipeline system design. 2009.
- [5] - T. Grav. et al The pan-starrs synthetic solar system model: A tool for testing and efficiency determination of the moving object processing system. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 123(902):423 – 447, 2011.

# Anillos y actividad en los cuerpos menores: características particulares en objetos curiosos

R. Duffard (1), J. L. Ortiz (1), P. Santos-Sanz (1), N. Morales (1)

(1) Instituto de Astrofísica de Andalucía, CSIC, Apt 3004, 18080 Granada, España

El descubrimiento de un sistema de anillos en torno a (10199) Chariklo [1] y (2060) Chiron [2] ha supuesto un gran impacto en las ciencias planetarias. Los anillos solo se conocían hasta entonces en torno a los cuatro planetas gigantes.

Estos dos cuerpos giran en torno al sol entre las órbitas de Júpiter y Neptuno y están clasificados dinámicamente como centauros. Este tipo de clasificación como centauros proviene de que algunos de estos cuerpos tienen cualidades dobles, características tanto de cometas como de asteroides. Los centauros pueden desarrollar coma y tener actividad, como los cometas, mientras que la mayoría del tiempo parecen asteroides.

La mayoría de los centauros son demasiado fríos para poseer actividad originada por la sublimación del hielo de agua. Pero la sublimación de CO y CO<sub>2</sub> tienen el problema opuesto, estos compuestos son demasiado volátiles y deberían presentar actividad a distancias aun más alejadas del Sol. En este sentido los centauros son enigmáticos.

Por otro lado, los asteroides activados [3], eyectan polvo produciendo comas y colas al estilo de los cometas. Estos cuerpos se encuentran situados en la parte externa del cinturón de asteroides, entre las órbitas de Marte y Júpiter. Los impactos de pequeños cuerpos en las superficies podrían ser la causa que inicia la actividad en estos asteroides y quizás también en los centauros.

Finalmente, tenemos los asteroides hidratados que presentan características espectrales correspondientes a la de poseer minerales que han tenido contacto con agua líquida en el pasado. Este tipo de asteroides está presente en todo el cinturón de asteroides. Son estos asteroides hidratados la fuente de los asteroides activados?

Cuán frecuentes son los anillos en la población de los cuerpos menores? Cómo se forman estos anillos? Hay alguna relación entre la actividad y la formación de anillos?

En esta presentación NO mostraré un trabajo realizado, sino más bien presentaré las ideas que estamos desarrollando y explorando para intentar responder a estas preguntas.

Resumiendo:

i) Se discutirán las características de los cuerpos menores en los que se han detectado anillos, y de aquellos que sospechamos que podrían tenerlos.

ii) Se expondrán las características de los asteroides activados, así como los mecanismos que podrían explicar dicha actividad.

iii) Y finalmente, se describirán las características que conocemos de los asteroides hidratados.

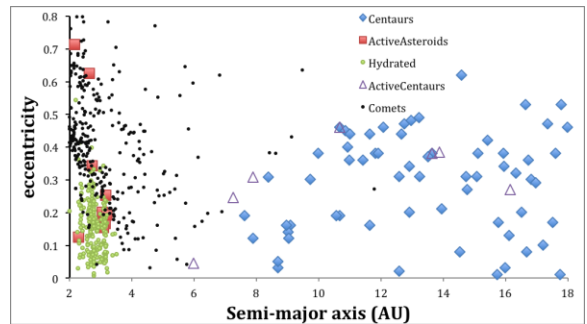


Figura 1: Parámetros orbitales de la población de cuerpos menores, centauros, activados e hidratados.

## Referencias

- [1] Braga-Ribas et al. Nature 508, 72 (2014)
- [2] Ortiz et al. Astron. & Astrophys. 576, A18 (2015)
- [3] Jewitt 2009. Astronomical Journal 137, 4296.

# Oscilaciones de los constituyentes sólidos diferenciados de cuerpos con una capa fluida interna

Alberto Escapa, Tomás Baenas, Fernando García y M<sup>a</sup> Carmen Martínez

Departamento de Matemática Aplicada, Universidad de Alicante, España

La estructura interna de algunos cuerpos celestes puede aproximarse por una capa fluida interna global limitada por dos sólidos. Este es el caso de la Tierra donde, del exterior al interior, se encuentra el sólido corteza-manto, el núcleo externo líquido y el núcleo interno sólido. También se cree que puede ser la estructura de otros cuerpos del Sistema Solar como, por ejemplo, Mercurio, Europa, Ganímedes, etc. (7,8).

Desde un punto de vista dinámico estos cuerpos presentan la posibilidad de realizar movimientos rígidos internos. Es decir, los constituyentes sólidos pueden rotar y trasladarse de forma independiente produciéndose rotaciones y traslaciones diferenciales. En tanto que bajo ciertas circunstancias éstas se pueden detectar desde el espacio, su observación constituye un método para constreñir la estructura interna de estos cuerpos (3).

Centrándonos en las traslaciones diferenciales, el estudio analítico de su dinámica fue llevado a cabo en (3) bajo la suposición de que los constituyentes sólidos tenían simetría geométrica esférica y eran homogéneos. Sin embargo, algunos modelos de Mercurio (9) y de cuerpos helados grandes (5) contemplan la posibilidad de que la capa sólida interna esté diferenciada en dos, o más, subcapas homogéneas.

Razonamientos de tipo cualitativo llevan a pensar que la dinámica en el caso de capas sólidas diferenciadas debe ser similar a la del caso sin diferenciar. Así, los baricentros de las capas sólidas realizarían oscilaciones con una frecuencia característica, describiendo elipses homotéticas centradas en el baricentro del cuerpo. Estas propiedades deberían depender de forma continua del grado de diferenciación de los sólidos. No obstante, los resultados obtenidos en (2), siguiendo la metodología desarrollada en (6), parecen contradecir las previsiones anteriores. En ese estudio se considera la dinámica interna de modelos de Mercurio cuyo núcleo interno sólido alcanza una estructura diferenciada al alcanzar su composición eutéctica (9).

Esta situación nos ha llevado a estudiar este problema de forma cuantitativa, utilizando el formalismo variacional desarrollado en (3) para el caso de constituyentes homogéneos. La diferencia fundamental

estriba en el cálculo de la energía potencial del modelo que refleja la interacción gravitatoria fluido-núcleo sólido. Esta aproximación nos permite obtener una representación clara de los movimientos internos de traslación, proporcionando representaciones analíticas y gráficas de la misma para modelos de Mercurio similares a los considerados en (2).

De las mismas se confirman resultados anteriores desarrollados en (4), estableciéndose que en esta situación la dinámica del sistema depende, no de la densidad en la frontera fluido-núcleo interno, sino de su densidad media. Esto asegura una dependencia continua de sus características. Por consiguiente, los resultados presentados en (2) para el caso de Mercurio son erróneos. Tales deficiencias no pueden atribuirse a la metodología utilizada, pues estudios recientes (1) muestran resultados coherentes con los aquí obtenidos para cuerpos helados grandes.

## Agradecimientos

Este trabajo ha sido parcialmente financiado por la Generalitat Valenciana (proyecto GV/2014/072).

## Referencias

- [1] A. Coyette & T. Van Hoolst. *Icarus*, 231, 287 (2014).
- [2] A. Coyette, T. Van Hoolst & V. Dehant. *Astronomy & Astrophysics*, 543, A40 (2012).
- [3] A. Escapa & T. Fukushima. *The Astronomical Journal*, 141, 77 (2011).
- [4] A. Escapa & T. Fukushima. Preprint (2015).
- [5] A. D. Fortes, *Planetary and Space Science*, 60, 10 (2012).
- [6] P. Grinfeld & J. Wisdom. *Physics of the Earth and Planetary Interiors*, 151, 77 (2005).
- [7] H. Hussmann, C. Sotin & J. I. Lunine. *Treatise of Geophysics*, Vol. 10, Interior and Evolution of Icy Satellites, Elsevier (2007).
- [8] W. B. McKinnon. *Science*, 336, 162 (2012).
- [9] T. Van Hoolst & C. Jacobs. *Journal of Geophysical Research*, 108, 5121 (2003).



# Experimental scattering matrices of lunar dust simulant at 488nm and 520nm

J. Escobar-Cerezo <sup>(1)</sup>, O. Muñoz <sup>(1)</sup>, D. Guirado <sup>(1)</sup>, F. Moreno <sup>(1)</sup>, J. L. Ramos <sup>(1)</sup>, E. J. Garboczi <sup>(2)</sup>, J. D. Goguen <sup>(3)</sup>

<sup>(1)</sup> Instituto de Astrofísica de Andalucía (IAA-CSIC), Granada (Spain)

<sup>(2)</sup> Material Measurement Laboratory (National Institute of Standards and Technology), Boulder CO (USA)

<sup>(3)</sup> Jet Propulsion Laboratory (California Institute of Technology), Pasadena CA (USA)

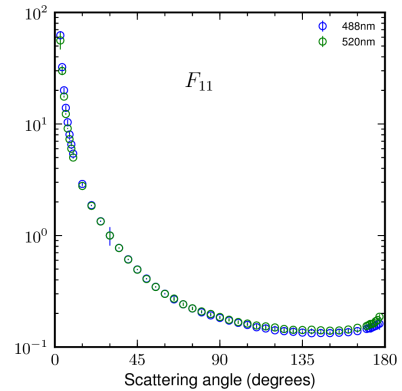
The Moon has been observed using polarimetric surveys during years. A good example are the polarimetric maps taken by Shkuratov et al. (2008) [1], Opanasenko et al. (2008) [2], or the study of the light-scattering properties of the lunar mare areas with AMIE camera on board the SMART-1 spacecraft [3]. Recently, disk-integrated linear polarization spectra of Earthshine, (sunlight that has been first reflected by Earth and then reflected back to Earth by the Moon) has been proposed as a powerful diagnostic tool for detecting biosignatures in exoplanets atmospheres [4]. In spite of being observed for many years, an accurate characterization of the wavelength dependence of the lunar depolarization factor is still missing.

In this work we will present measurements of the 4x4 full scattering matrix as a function of the scattering angle of the so-called JSC-1A lunar dust simulant, where JSC stands for the Johnson Space Center. Sample JSC-1A is a lunar stimulant of low-Ti mare regolith soil produced to support NASA's future exploration of the lunar surface [5]. Its lunar analog is Lunar Soil 14163 that was collected at the end of the first EVA (extra vehicular activity) on Apollo 14 (January 31, 1971 – February 9, 1971) [6]. JSC-1A has been developed from a volcanic basaltic ash deposit located at Merriam Crater (San Francisco). The particle shape of this simulant has been studied by E.J. Garboczi [7].

The experimental scattering matrices of the JSC-1A sample has been performed at the Cosmic Dust Laboratory (CoDuLab) [8] at two different wavelengths (488 and 520 nm) covering the scattering angle range from 3 to 177 degrees. We conduct special tests to check that our measurements refer only to single scattering conditions. The original sample has been sieved (140  $\mu\text{m}$  sieve) to remove the largest particles that could not be handle by our aerosol generator. After the sieving procedure we have measured the size distribution by using a Mastersizer 2000 from Malvern instruments. From the measured size distribution we calculate the values for the effective radii ( $r_{\text{eff}}$ ) and variances ( $v_{\text{eff}}$ ) as defined by Hansen and Travis (1974) [9]. We obtain values of 11.75  $\mu\text{m}$  and 1.65 for the  $r_{\text{eff}}$  and  $v_{\text{eff}}$ , respectively. We assume a refractive index equal to 1.65 + 0.003i at visible wavelengths [10]. As an

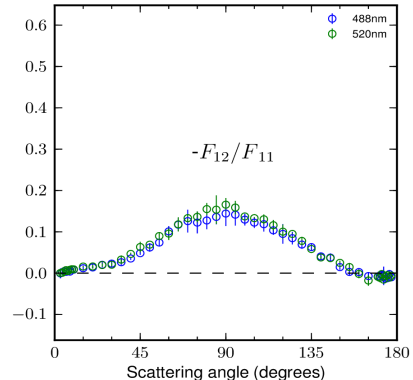
example, in Figures 1 and 2 we present preliminar measurements for phase function and degree of linear polarization for unpolarized incident light at the mentioned wavelengths. The phase function is presented in a logarithmic scale and arbitrarily normalized to 1 at 30 degrees.

Figure 1: Measured phase function for JSC-1A sample (lunar soil



simulant) at 488nm (blue) and 520nm (green).

Figure 2: Measured linear polarization for JSC-1A sample (lunar



soil simulant) at 488nm (blue) and 520nm (green). This matrix element is normalized by phase function ( $F_{11}$ ).

## References

- [1] Yu. Shkuratov, N. Opanasenko, A. Opanasenko, E. Zubko, S. Bondarenko, V. Kaydash, G. Videen, Yu. Velikodsky, V. Korokhin. Polarimetric mapping of the Moon at a phase angle near the polarization minimum; *Icarus*, **198**, 1–6, (2008).
- [2] N. V. Opanasenko, A. N. Opanasenko, Yu. G. Shkuratov, V. G. Kaydash, Yu. I. Velikodsky, V. V. Korokhin. The Negative Polarization Parameters of the Light Scattered by the Lunar Surface: Mapping; *Solar System Research*, **43**, 3, 210–214, (2009).
- [3] O. Wilkman, K. Muinonen, G. Videen, J.-L. Josset, A. Souchon, SMART-1/AMIE team. Lunar photometric modelling with SMART-1/AMIE imaging data; *Journal of Quantitative Spectroscopy & Radiative Transfer*, **146**, 529–539, (2014).
- [4] M. F. Sterzik, S. Bagnulo, E. Palle. Biosignatures as revealed by spectropolarimetry of Earthshine; *Nature*, **483**, 64–66, (2012).
- [5] [http://www.orbitec.com/store/JSC1A\\_Bulk\\_Data\\_Characterization.pdf](http://www.orbitec.com/store/JSC1A_Bulk_Data_Characterization.pdf)
- [6] <http://curator.jsc.nasa.gov/lunar/lsc/14163.pdf>
- [7] E. J. Garboczi. Three dimensional shape analysis of JSC-1A simulated lunar regolith particles; *Powder Technology*, 207, 96–103, (2011).
- [8] O. Muñoz, F. Moreno, D. Guirado, J. L. Ramos, A. López, F. Girela, J. M. Jerónimo, L. P. Costillo, I. Bustamante. Experimental determination of scattering matrices of dust particles at visible wavelengths: The IAA light scattering apparatus; *Journal of Quantitative Spectroscopy & Radiative Transfer*, **111**, 187–196, (2010).
- [9] J. E. Hansen, L. D. Travis. Light scattering in planetary atmospheres; *Space Science Reviews* **16**, 527–610, (1974)
- [10] J. D. Goguen, T. C. Stone, H. H. Kieffer, Bonnie J. Buratti. A new look at photometry of the Moon; *Icarus* **208**, 548–557, (2010)

# 2008 OG<sub>19</sub>: ¿Objeto parecido a Varuna?

E. Fernández-Valenzuela (1), J. L. Ortiz (1), R. Duffard (1), P. Santos-Sanz (1) y N. Morales (1)

(1) Instituto de Astrofísica de Andalucía, CSIC, Apt. 3004, 18080 Granada, España

Recientemente hemos obtenido imágenes del objeto transneptuniano 2008 OG<sub>19</sub> durante varias noches, con los telescopios 1.23 m y 1.5 m de los observatorios de Calar Alto y Sierra Nevada, respectivamente. Mediante la aplicación de fotometría de apertura sintética a las imágenes, hemos podido obtener una curva de luz rotacional del objeto. El análisis de la serie temporal de datos mediante la técnica "Phase Dispersion Minimization" y mediante el periodograma de Lomb [4, 7] (véase la Fig. 1) nos da un período fotométrico de alrededor de 4.4 horas y una amplitud de pico a valle de más de 0.4 magnitudes. Esta gran amplitud nos indica que probablemente estemos ante un objeto bastante elongado, próximo a un elipsoide triaxial de tipo Jacobi [1], lo que implicaría que la curva de luz sea de doble pico (gráfico inferior de la Fig. 2) [2], [3], [5], [6]. La amplitud de variación de la curva de luz es muy similar a la del objeto transneptuniano Varuna, aunque con un período de rotación algo mayor. Además, hemos calibrado el campo del objeto con imágenes de estrellas del campo Landolt 112\_250, tomadas con el telescopio IAC 80, obteniendo un valor de la magnitud absoluta del objeto de 4.4 mag que, para un albedo similar al de Varuna, implica un tamaño de unos 450 km de diámetro equivalente. Con todos estos datos estudiamos sus propiedades físicas, especialmente la densidad, para la cual obtenemos un límite inferior de 550 kgm<sup>-3</sup>. Este valor resulta ser la mitad del valor obtenido para Varuna por Jewitt y Sheppard en 2002 [5], suponiéndose en ambos casos equilibrio hidrostático [8]. Por último, discutimos la posibilidad de que el objeto sea binario.

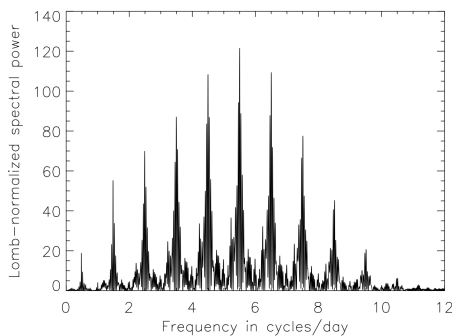


Figura 1. Periodograma de Lomb de las magnitudes relativas de 2008 OG<sub>19</sub> frente al tiempo, donde la potencia espectral es una función de la frecuencia (en ciclos/día). La mayor potencia espectral la encontramos para una frecuencia de 5.5 ciclos/día, que equivale a un periodo de rotación de 4.4 horas.

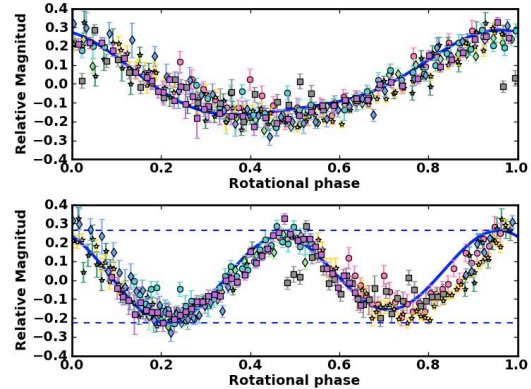


Figura 2. Gráfico superior: Curva de luz de simple pico, generada usando la frecuencia correspondiente a la máxima potencia espectral. La línea azul muestra el ajuste de una ecuación de Fourier de orden 2 a los datos experimentales. Gráfico inferior: curva de luz de doble pico generada usando el doble del periodo correspondiente a la máxima frecuencia espectral obtenida en el periodograma de Lomb. La línea azul muestra el ajuste de una ecuación de Fourier de orden 2 a los datos experimentales.

## Referencias

- [1] Chandrasekhar, S., Ellipsoidal Figures of Equilibrium (New York: Dover) (1987).
- [2] Duffard, R., Ortiz, J. L., Thirouin, A., Santos-Sanz, P., Morales, N., A&A, 505, 1283 (2009).
- [3] Gutiérrez, P. J., Ortiz, J. L., Rodrigo, R., López-Moreno, J. J., A&A, 374, 326 (2001).
- [4] Lomb, N. R., Ap&SS, 39, 447 (1976).
- [5] Jewitt, D. C. & Sheppard, S. S., ApJ, 123, 2110 (2002).
- [6] Ortiz, J. L., Gutiérrez, P. J., Casanova, V., Sota, A., A&A, 407, 1149 (2003).
- [7] Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., & Flannery, B. P., Cambridge: University Press, -c1992, 2nd ed.
- [8] Sheppard, Scott S., ApJ, 139, 1394 (2010).

# Vorticidad Potencial del Vórtice Polar Sur de Venus

I. Garate-Lopez (1), R. Hueso (1,2) y A. Sánchez-Lavega (1,2)

(1) Departamento de Física Aplicada I, EHU/UPV Universidad del País Vasco, Bilbao

(2) Unidad Asociada Grupo Ciencias Planetarias EHU/UPV-IAA (CSIC), Bilbao

En el polo sur de Venus existe un vórtice atmosférico de morfología altamente variable y de comportamiento dinámico impredecible. Usando imágenes hiperspectrales infrarrojas del instrumento VIRTIS-M de la nave Venus Express, hemos obtenido mapas de la vorticidad potencial de Ertel a las alturas correspondientes a las nubes inferiores (~43km sobre la superficie) y superiores (a ~55-62km de altura).

Para el cálculo de la vorticidad potencial, se han combinado la velocidad del viento y la estructura térmica tridimensional medidas anteriormente (Garate-Lopez et al., 2013; Garate-Lopez et al., 2015). Se han considerado 3 configuraciones distintas del vórtice (ver figura 1) para intentar entender mejor la relación entre la morfología del vórtice y sus propiedades dinámicas tanto a largo como a corto plazo.

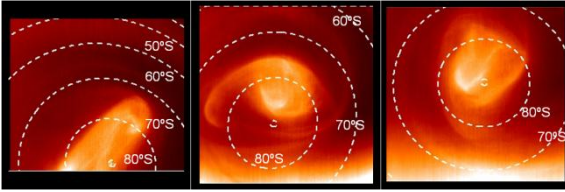


Figura 1. Tres configuraciones distintas del Vórtice Polar Sur de Venus en imágenes a 5μm obtenidas por el instrumento VIRTIS de la nave Venus Express.

## Vorticidad Potencial de Ertel

Para un fluido atmosférico no viscoso, y en ausencia de fuentes y sumideros de vorticidad potencial (VP) debidos al calentamiento diabático, la VP de Ertel se conserva y se convierte en trazador de los movimientos del fluido, siendo así una magnitud apropiada para los estudios diagnósticos de la dinámica atmosférica (Sánchez-Lavega, 2011). La definición general de la VP de Ertel bajo aproximación hidrostática, válida en la región polar sur de Venus por la estabilidad estática positiva de la atmósfera en esa área (Tellmann et al., 2009; Garate-Lopez et al., 2015), puede escribirse de la siguiente manera (Pedlosky, 1987; Sánchez-Lavega, 2011):

$$q = \frac{\overline{\omega_R} + 2\overline{\Omega}}{\rho} \nabla\theta \sim (\zeta_\theta + f) \left( -g \frac{\partial\theta}{\partial P} \right) \quad (1)$$

donde  $\overline{\omega_R} = \nabla \times \overline{U}$  es la vorticidad del vector del viento  $\overline{U}$ ,  $\overline{\Omega}$  es la velocidad de rotación angular del planeta,  $\rho$  la densidad y  $\theta$  la temperatura potencial.  $f = 2\Omega \sin\phi$  es el parámetro de Coriolis (donde  $\phi$  es la latitud),  $\zeta_\theta$  es la componente vertical de la vorticidad relativa en una superficie isentrópica (a  $\theta$  constante),  $P$  es la presión y  $g$  la aceleración gravitatoria.

## Resultados

El estudio ha mostrado que el vórtice es una estructura deprimida en la dirección vertical al observarse en superficies isentrópicas de temperatura potencial constante. A la altura de las nubes superiores (entre 55 y 62km) el vórtice se hunde 2-3km en distancias horizontales de 240-300km (ver figura 2) de una manera que se correlaciona con las estructuras visibles en las imágenes térmicas.

El rango de valores de la VP encontrado en la nube superior es de  $-1-5$  ( $\times 10^{-6}$  K m<sup>2</sup> kg<sup>-1</sup> s<sup>-1</sup>  $\approx 1$  P.V.U., *potential vorticity unit*), mientras que en la nube inferior la vorticidad potencial de Ertel es dos órdenes de magnitud inferior ( $-2-8 \times 10^{-2}$  P.V.U.).

La distribución horizontal de la VP en la nube superior no retiene la estructura visible en las imágenes infrarrojas o en los mapas térmicos (figura 1), sino que está más relacionada con la distribución de la vorticidad relativa asociada a los movimientos (Garate-Lopez et al., 2013). En la nube inferior, en cambio, en niveles donde la radiación exterior prácticamente no penetra, la componente térmica tiende a homogeneizar la estructura de los mapas de vorticidad relativa. En ambos casos, la componente cinemática domina respecto a la estructura térmica.

La estructura global de la VP (sobre todo en la nube superior) apunta hacia un débil anillo de vorticidad sin fuertes gradientes latitudinales, pero con máximos y mínimos locales muy próximos entre sí de hasta 4 P.V.U. de diferencia. La forma anular de la VP es una característica en común con los vórtices polares en Marte, mientras que la gran extensión vertical es propiedad común con los vórtices polares terrestres. Aparentemente, el Vórtice Polar Sur de Venus es una estructura intermedia entre los vórtices polares de Marte y la Tierra.

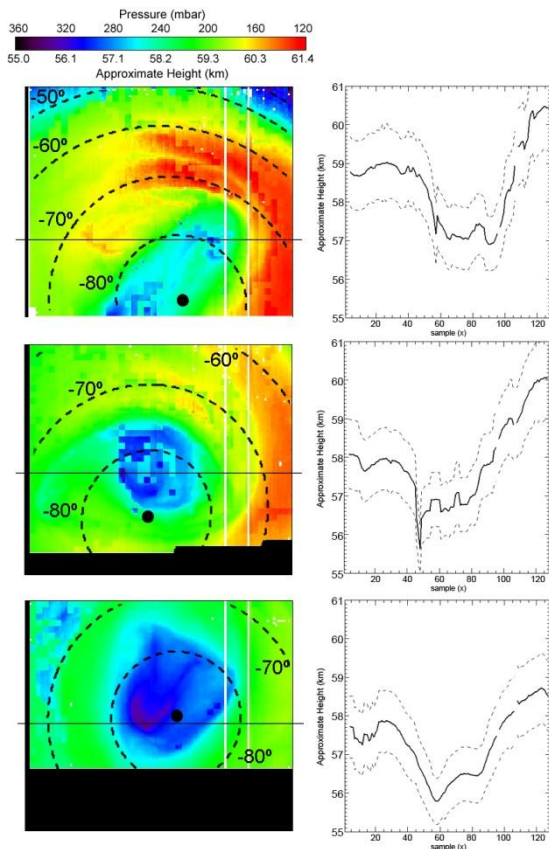


Figura 2. Altimetría de la superficie isentrópica a 330K para cada configuración del vórtice considerada en el estudio. Los paneles de la derecha muestran cortes de interés en cada caso.

## Referencias

- [1] I. Garate-Lopez, R. Hueso, A. Sánchez-Lavega, J. Peralta, G. Piccioni, P. Drossart. A chaotic long-lived vortex in Venus' southern pole. *Nature Geoscience* **6**, 254-257 (2013).
- [2] I. Garate-Lopez, A. García-Muñoz, R. Hueso, A. Sánchez-Lavega. Instantaneous three-dimensional thermal structure of the South Polar Vortex of Venus. *Icarus* **245**, 16-31 (2015).
- [3] A. Sánchez-Lavega. An Introduction to Planetary Atmospheres. Taylor & Francis. 587 pp. (2011).
- [4] S. Tellmann, M. Pätzold, B. Häusler, M.K. Bird, G.L. Tyler. Venus neutral atmosphere as observed by the Radio Science experiment VeRa on Venus Express. *Journal of Geophysical Research* **114**, 1-19 (2009).
- [5] J. Pedlosky. Geophysical Fluid Dynamics (2<sup>nd</sup> edition). Springer. (1987).

# Emisiones de NO en la mesosfera marciana: medidas y simulaciones

F. González-Galindo (1), M.A. López-Valverde (1), M.-E. Gagné (2), A. Stiepen (3), F. Montmessin (4) y J.L. Bertaux (4)

(1) Instituto de Astrofísica de Andalucía, CSIC, Granada, España

(2) Canadian Centre for Climate Modelling and Analysis, Universidad de Victoria, Canadá

(3) Laboratoire de Physique Atmosphérique et Planétaire, Universidad de Lieja, Bélgica

(4) Laboratoire Atmosphères, Milieux, Observations Spatiales, Universidad de Versailles Saint-Quentin, Francia

Mientras que en Venus las emisiones nocturnas de NO fueron detectadas por la misión Pioneer Venus hace ya 35 años (1), no fue hasta la llegada del instrumento SPICAM de la sonda Mars Express hace una década que estas emisiones fueron observadas por primera vez en la atmósfera marciana (2). La emisión de NO es un típico fenómeno de “airglow”: se origina en la alta atmósfera tras la recombinación de un átomo de Nitrógeno y uno de Oxígeno para formar una molécula de NO en estado excitado, que inmediatamente se relaja mediante la emisión de un fotón en longitudes de onda entre 190 y 270 nm. Mientras que la recombinación y la emisión se producen en la mesosfera (aprox. 60-120 km) en el lado nocturno del planeta, los átomos de N y O se originan por fotodisociación de N<sub>2</sub> y CO<sub>2</sub> en la termosfera diurna (aprox. 120-160 km), desde donde son transportados por la circulación dominante a esas alturas hasta el hemisferio nocturno. Por tanto, ante la escasez de medidas de vientos en esta región, las emisiones de NO son especialmente útiles para validar la dinámica predicha por los modelos climáticos globales.

El instrumento SPICAM ha observado estas emisiones mediante dos técnicas diferentes: observaciones dedicadas en limbo (3, 4), y como una contaminación en la observación de ocultaciones estelares (5). De un total de unas 5000 observaciones con estas técnicas, se ha detectado la emisión de NO en unos 200 casos. La distribución estacional y latitudinal de las observaciones muestra una acumulación cerca de la línea  $\text{Lat} = -80 \cdot \sin(L_s)$ , donde Lat es la latitud y  $L_s$  la elongación solar, que es 0 para el equinoccio de primavera, 90 para el solsticio de verano y 270 para el solsticio de invierno en el hemisferio Norte. La intensidad típica de estas emisiones es de unos pocos kR, mientras que la altura promedio a la que la emisión es máxima es cercana a los 70 km.

En este trabajo hemos utilizado el modelo climático global para la atmósfera de Marte desarrollado en el Laboratoire de Météorologie Dynamique de la Universidad de París en colaboración con el Instituto de Astrofísica de Andalucía, CSIC (6, 7) para simular estas emisiones y comparar con las medidas. Mientras que el modelo reproduce bien las características principales de la emisión (su intensidad y emisión promedio), y predice la

presencia de emisiones en las regiones donde más se acumulan las observaciones, hay también desacuerdos entre el modelo y los datos que, pensamos, pueden proporcionar información interesante acerca de aspectos desconocidos de la dinámica de la alta atmósfera marciana. En particular, el modelo predice las máximas emisiones en las regiones polares durante el otoño-invierno en cada hemisferio. Sin embargo, esta característica no es confirmada por las observaciones, que muestran en estas localizaciones sólo emisiones débiles o inexistentes. Del mismo modo, los datos muestran la presencia de emisiones intensas, de hasta 10-15 kR, en bajas latitudes durante el equinoccio de otoño, una región donde el modelo no predice la presencia de emisiones.

En este póster presentaremos en detalle las observaciones y las simulaciones, y nos centraremos en las posibles explicaciones de las discrepancias entre ambas.

## Referencias

- [1] A. I. F. Stewart, J.-C. Gérard, D. W. Rusch, y S. W. Bougher, *J. Geophys. Res.* 85, 7861-7870 (1980)
- [2] J.-L. Bertaux, F. Leblanc, S. Perrier et al., *Science* 307, 566-569 (2005).
- [3] C. Cox, A. Saglam, J.-C. Gérard et al., *J. Geophys. Res.* 113, E08012 (2008).
- [4] A. Stiepen, J.-C. Gérard, M.E. Gagné et al., *Geophys. Res. Lett.* 42, 720-725 (2015)
- [5] M.E. Gagné, J.-L. Bertaux, F. González-Galindo et al., *J. Geophys. Res.* 118, 2172-2179 (2013).
- [6] F. González-Galindo, F. Forget, M.A. López-Valverde et al., *J. Geophys. Res.* 114, E04001 (2009).
- [7] F. González-Galindo, J.-Y. Chaufray, M.A. López-Valverde et al., *J. Geophys. Res.* 118, 2105-2123 (2013).

# Ground-based search for lightning in Jupiter with GTC/OSIRIS fast photometry

Alejandro Luque<sup>(1)</sup>, Francisco J. Gordillo Vázquez<sup>(1)</sup> y Enric Pallé<sup>(2),(3)</sup>

(1) Instituto de Astrofísica de Andalucía (IAA - CSIC), Glorieta de la Astronomía s/n, 18008 Granada, España

(2) Instituto de Astrofísica de Canaria (IAC), Vía Láctea s/n, 38200 La Laguna, España

(3) Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna, España

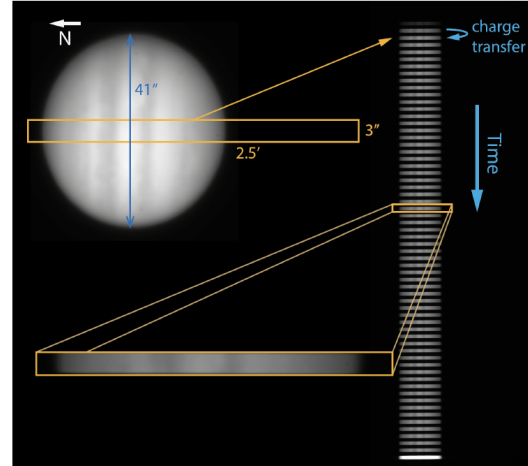
Thanks to 35 years of exploration of the solar system, we now understand that atmospheric electricity is a common feature of planetary atmospheres. Voyager I (1) was the first probe to unambiguously image extra-terrestrial lightning flashes as it observed Jupiter's night-side. Similar but increasingly accurate observations were carried out by the satellites Galileo (2), Cassini (3) and, most recently, New Horizons (4). Cassini has also observed lightning flashes in Saturn: first on its night-side (5), and recently also on its day-side (6). In addition to these optical recordings, lightning discharges have also been detected in radio wavelengths in Jupiter (7), Saturn (8), Uranus (9), Neptune (10), and possibly Venus (11).

On the other hand, there are few ground-based optical observations of extra-terrestrial lightning: only one claimed detection of seven flashes in Venus by Hansell *et al.* (12), which has never been reproduced and therefore remains controversial. The obvious reasons are the faintness of the signal from a lightning flash as it reaches an Earth-based telescope, as well as the quick, transient nature of the emissions, lasting probably only some milliseconds.

In this contribution we focus on Jupiter, where orbiting and passing-by spacecraft have observed many lightning flashes, from which their properties were reasonably well constrained (13). However, there is one major difficulty in searching for lightning flashes in Jupiter: its night-side is never visible from Earth which means that a lightning flash must be distinguished from the much more intense flux of reflected sunlight. In an attempt to overcome these limitations, we used the 10.4 m telescope GTC and a combination of fast photometry, narrowband optical filtering, and statistical analysis. Although we did not succeed in detecting lightning emissions, we report here our methods and results; they serve as a constraint on the abundance and intensity of Jovian lightning and may provide information for future investigations.

## Atmospheric electricity in Jupiter

The evidence and measurements brought by space missions lead into three conclusions about lightning flashes in Jupiter that are relevant for us:



**Figure 1.** Setup of our observations. The slit had a field of view of  $0^{\circ} 2.5' \times 0^{\circ} 0'3''$  and was aligned along Jupiter's polar axis. During the observation Jupiter had a visible diameter of about  $0'41''$ . The slit was open during 50 ms, and, after the exposure, the CCD charges were transferred to lower pixels, thus forming the stripe pattern image shown on the right. Each image consisted of 58 valid stripes, and we collected 208 images. For clarity, lengths in the picture are not to scale.

1. The light emissions are probably concentrated around the  $H_{\alpha}$  line, although how this line is widened by pressure effects is currently unclear.

2. Although lightning extends to higher latitudes than on Earth, it is more abundant at  $13.5^{\circ}$  N and mid-latitudes (14). In particular, its distribution apparently peaks around  $50^{\circ}$  latitude in both hemispheres (3), (4).

3. The optical energy released by a lightning stroke is of about  $10^9$  J to  $10^{10}$  J (4).

Point (3) suggests that detection from a large Earth-bound telescope may be possible.

Assuming isotropic emission and neglecting the extinction by the two intervening atmospheres, the total number of photons arriving at a telescope is approximately  $N \approx (E\lambda/hc) \times (A/4\pi L^2)$  where  $E \approx 10^9 - 10^{10}$  J is the

emitted optical energy,  $\lambda \approx 656.28$  nm is the dominant wavelength of the emissions,  $A = 73$  m<sup>2</sup> is the collecting area of the telescope,  $L \approx 5$  AU is the Earth-Jupiter distance, and  $h$ ,  $c$  have their usual meaning. These quantities lead to  $N \approx 4 \times 10^4$  to  $4 \times 10^5$  photons at the detector. This number suggests that lightning can be plausibly detected, which was our motivation to attempt the detection of Jovian flashes from the Gran Telescopio de Canarias (GTC).

### Results and future ground-based search for Jovian lightning

Although unsuccessful, our search may be useful for future investigations. Our research suggests several possible ways to increase the chances for detecting Jovian lightning from a ground-based telescope:

1. The first way is to accumulate more observation time to increase the signal-to-noise ratio. A short consideration shows this approach to be unrealistic: considering the rate estimated in (2), we would need to improve our signal-to-noise ratio by a factor of about  $10^3$  to detect flashes of  $10^9$  J. This would entail increasing our observation time by a factor  $10^6$ , which is obviously impossible.

2. A more promising approach would be to increase the peak pixel signal that a flash leaves in the CCD. As we said above, the atmosphere smeared out our signal by a factor  $\alpha = 0.015$ ; without that distortion, a  $10^9$  J-flash would create a signal of about  $10^3$  counts facilitating a detection. Reducing the atmospheric distortion can be accomplished with adaptive optics (AO), which would bring our resolution closer to the resolution limit of the telescope ( $0^\circ 0' 0.254''$  for OSIRIS). This technique is not yet available at GTC, however.

3. A complementary method to improve our detection threshold is to consider the clustering of lightning flashes. By mapping pixels to planet coordinates, we can search for regions that accumulate several high pixel values. This technique by itself is not enough within our setup: the number of candidate events detected with intensities corresponding for instance to a  $10^{10}$  J-flash is still too large to detect patterns indicating a thunderstorm.

We finally note that the strongest barrier for our observation was the intense sunlight scattered by Jupiter. Observing a planet with part of its night-side facing Earth would strongly reduce the background noise, lowering the detection threshold. The only suitable candidate for this is Venus, and, as we mentioned in the introduction, these observations were carried out by Hansell *et al.* (12) but have not been reproduced afterwards (15).

### References

- [1] A. F. Cook, II, Duxbury, T. C., Hunt, G. E. *Nature*, 280, 794 (1979).
- [2] B. Little, Anger, C. D., Ingersoll, A. P., et al., *Icarus*, 142, 306 (1999).
- [3] U. A. Dyudina, Del Genio, A. D., Ingersoll, A. P., et al. *Icarus*, 172, 24 (2004).
- [4] K. H. Baines, Simon-Miller, A. A., Orton, G. S., et al. *Science*, 318, 226 (2007).
- [5] U. A. Dyudina, Ingersoll, A. P., Ewald, S. P., et al. *Geophys. Res. Lett.*, 37, 9205 (2010).
- [6] U. A. Dyudina, U. A., Ingersoll, A. P., Ewald, S. P., et al. *Icarus*, 226, 1020 (2013).
- [7] D. A. Gurnett, Shaw, R. R., Anderson, R. R., Kurth, W. S., *Geophys. Res. Lett.*, 6, 511 (1979).
- [8] J. W. Warwick, Pearce, J. B., Evans, D. R., et al. *Science*, 212, 239 (1981).
- [9] P. Zarka, Pedersen, B. M. *Nature*, 323, 605 (1986).
- [10] D. A. Gurnett, Kurth, W. S., Cairns, I. H., Granroth, L. J., *J. Geophys. Res.*, 95, 20967 (1990).
- [11] D. A. Gurnett, Kurth, W. S., Roux, A., et al. *Science*, 253, 1522 (1991).
- [12] S. A. Hansell, Wells, W. K., Hunten, D. M. *Icarus*, 117, 345 (1995).
- [13] A. Luque, Gordillo-Vázquez F. J., Pallé E., *Astronomy and Astrophysics (accepted)* (2015)
- [14] J. A. Magalhaes, Borucki, W. J. *Nature*, 349, 311 (1991).
- [15] Y. Yair, *Adv. Space Res.*, 50, 293 (2012).



# PlanetCam UPV/EHU:

## Una cámara lucky imaging para el estudio del sistema solar en el rango de longitudes de onda de 0.38 a 1.7 $\mu\text{m}$

R. Hueso (1,2), I. Mendikoa (1), A. Sánchez-Lavega (1,2), S. Pérez-Hoyos (1,2), J. F. Rojas (1, 2) y E. García-Melendo (1, 3)

(1) Departamento de Física Aplicada I, Universidad del País Vasco UPV/EHU, Bilbao, España.

(2) Unidad Asociada Grupo Ciencias Planetarias UPV/EHU – IAA (CSIC), España.

(3) Fundació Observatori Esteve Duran, España.

### Introducción

PlanetCam UPV/EHU [1] es una cámara astronómica diseñada para la observación en alta resolución de las atmósferas de los planetas del sistema solar. Los objetivos son el estudio de la dinámica atmosférica y la caracterización de su estructura vertical de nubes. Para ello PlanetCam utiliza dos brazos perpendiculares alimentados por un dichroico que separa la luz procedente del telescopio en dos rangos espectrales de 380 nm a 1 micra (canal visible) y de 1 a 1.7 micras (canal SWIR) y dos detectores funcionando simultáneamente. Ambos detectores utilizan la técnica de imagen afortunada [2] en la que se obtienen numerosas exposiciones muy breves que son combinadas posteriormente por un software específico capaz de identificar los mejores fotogramas y coregistrarlos formando una imagen de alta resolución espacial y rango dinámico.

### Resolución espacial

Cada detector permite tres configuraciones ópticas diferentes que permiten modular la resolución espacial en función del campo necesario o de la resolución espacial asequible para cada objeto en función de su brillo y calidad de la noche, permitiendo adquisiciones con resoluciones espaciales que van desde 0.05'' a 0.34'' por pixel. El detector del canal visible cuenta con diferentes factores de binning de la imagen que permiten observar objetos mucho más débiles sacrificando resolución espacial.

### Resolución espectral

Cada brazo de la cámara posee una rueda de filtros con múltiples posiciones que permiten seleccionar filtros anchos o estrechos en longitudes de onda específicas y de interés en el estudio de las atmósferas planetarias. En particular, la combinación de observaciones en bandas de absorción del metano en el rango visible y SWIR permiten estudiar con gran precisión las propiedades ópticas de las nubes de los planetas gigantes. Las observaciones en filtros

del azul al ultravioleta posibilitan estudiar con precisión las nubes de Venus y Marte.

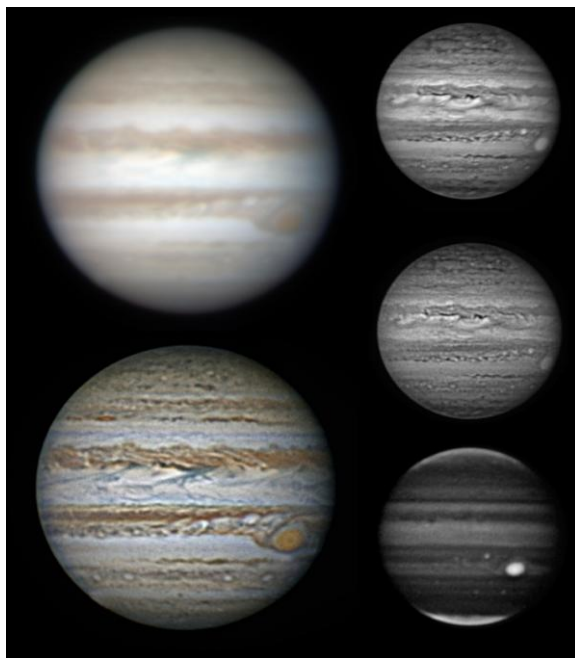


Figura 1. Observaciones de Júpiter obtenidas con el telescopio de 2.2m de Calar Alto. Columna izquierda: Observaciones en el canal visible combinando filtros R, V, B y con calidad fotométrica (arriba) y procesada para incrementar la visibilidad de los pequeños detalles (abajo). Columna derecha: Observaciones en el canal SWIR en bandas J, H y en un filtro estrecho en 1160 nm, en una banda de absorción del metano que lo hace sensible a niveles atmosféricos más altos. Salvo el panel superior izquierdo las imágenes han sido procesadas con filtros de paso alto para mostrar los detalles más finos presentes en las imágenes.

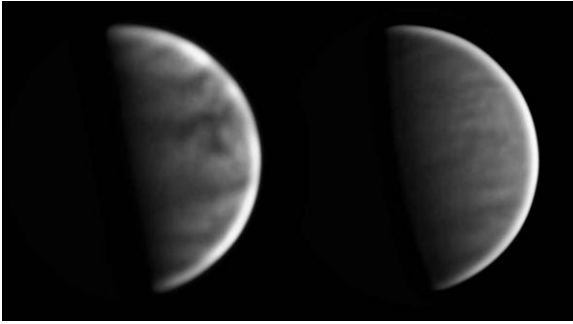


Figura 2. Observaciones de Venus obtenidas con el telescopio de 2.2m de Calar Alto. Izquierda: Imagen en un filtro ultravioleta sensible a las nubes superiores. Derecha: Imagen en un filtro estrecho en 890 nm sensible a nubes algo más profundas y mostrando una morfología y dinámica distinta.

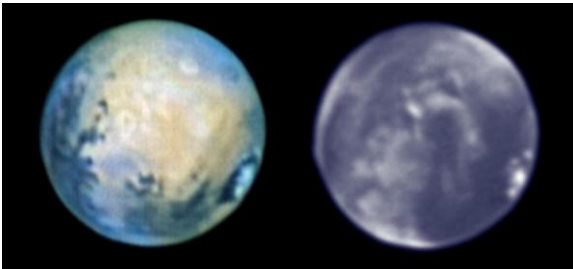


Figura 3. Observaciones de Marte obtenidas con el telescopio de 2.2m de Calar Alto. Izquierda: Combinación de filtros visibles mostrando la superficie del planeta. Derecha: Imagen en un filtro UV sensible a las nubes que cubren el planeta y a los hielos del casquete polar.

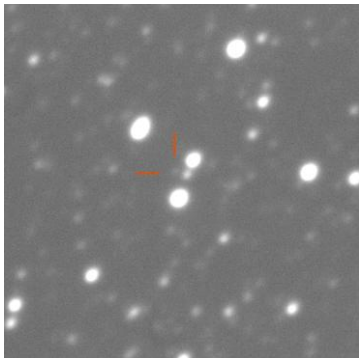


Figura 4. Quaoar (magnitud 18.8) unos minutos después de pasar cerca de la estrella central (magnitud 17.7) sin generar finalmente una ocultación estelar. Ocultaciones estelares por objetos como Quaoar de estrellas de magnitud 18 pueden ser resueltas con exposiciones del orden de 5 s en el canal visible en el telescopio de 2.2m de Calar Alto.

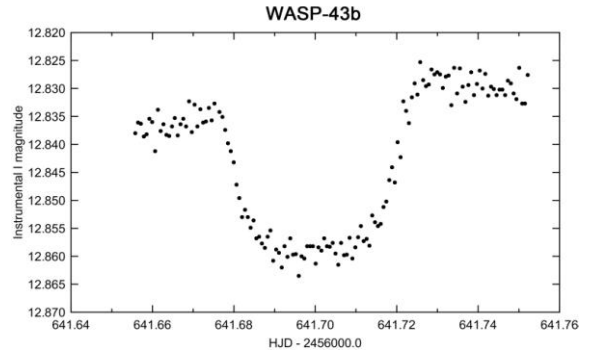


Figura 5. Tránsito del exoplaneta WASP-43b observado por PlanetCam. Análisis preliminar mostrando la estabilidad y precisión fotométrica del instrumento. Observaciones en el canal visible con un filtro I y en el telescopio de 2.2m de Calar Alto.

Aunque la cámara ha sido diseñada principalmente para su uso en los telescopios de 1.2 y 2.2m de Calar Alto también puede utilizarse en otros telescopios de tamaños semejantes como el telescopio Carlos Sánchez de 1.5m. En este trabajo presentaremos ejemplos de observaciones de las atmósferas de Venus, Marte, Júpiter, Saturno y Urano. Otros casos científicos asequibles con PlanetCam están en el estudio de ocultaciones estelares por asteroides u objetos transneptunianos y en la monitorización de tránsitos de exoplanetas.

## Referencias

- [1] A. Sánchez-Lavega et al. *Proc. of SPIE*, **8446**, 84467X-1.
- [2] N. Law et al. Lucky Imaging: High Angular Resolution Imaging in the Visible from the Ground. *Astronomy & Astrophysics*, **446**, 739 – 745.

# Ondas de Kelvin en el ecuador de Júpiter

J. Legarreta (1, 2), N. Barrado-Izagirre (2,3), E. García-Melendo (2, 4), A. Sánchez-Lavega (2, 3), J.M. Gómez-Forrellad (4) and the IOPW Team (5)

(1) Departamento de Ingeniería de Sistemas y Automática, Universidad del País Vasco UPV/EHU, EUITI, Paseo Rafael Moreno "Pitxitxi" 3, 48013 Bilbao, Spain.

(2) Unidad Asociada Grupo Ciencias Planetarias UPV/EHU-IAA(CSIC)

(3) Departamento Física Aplicada I, Universidad del País Vasco UPV/EHU, ETS Ingeniería, Alameda Urquijo s/n, 48013 Bilbao, Spain.

(4) Fundació Observatori Esteve Duran, Montseny 46, 08553 Seva, Spain.

(5) International Outer Planet Watch (IOPW) Team URL: <http://www.pvol.ehu.es/>

En este trabajo se presenta el estudio de unas estructuras peculiares en forma de "Y" presentes en la zona ecuatorial de Júpiter entre septiembre y diciembre de 2012. Estas estructuras nubosas de bajo albedo (Y1 e Y2) estaban orientadas a lo largo de la línea del Ecuador y centradas en él (latitud  $0.5^{\circ}$ - $1^{\circ}$ ). En este estudio, se han utilizado imágenes de la base de datos del IOPW/PVOL (figura 1) [1] y además de alguna imagen del Telescopio Espacial Hubble. Mientras que las segundas tienen una mayor resolución espacial y muestran mayor detalle, las primeras son muy útiles para el seguimiento temporal de las estructuras nubosas ya que su cobertura temporal es de al menos una imagen al día.



Figura 1 Aspecto visual de la estructura en "Y" en tres épocas diferentes de la base de datos IOPW-PVOL. La orientación de todas las figuras es del Norte hacia arriba y Este a la derecha. Autor y fecha se indican.

Estudiamos la morfología de estas estructuras (figura 2), así como su evolución dinámica durante los últimos meses de 2012. Su tamaño en longitud fue de unos  $15^{\circ}$  (18.000 km) y en latitud de unos  $5^{\circ}$  (6000 km). Se analizó su velocidad de deriva longitudinal y se observó que era  $40 \text{ ms}^{-1}$  superior a la correspondiente a esa latitud del viento zonal medio ( $60 \text{ ms}^{-1}$ ). Esto es, la velocidad de deriva medida de estas estructuras fue estable entorno a los  $100 \text{ ms}^{-1}$  y su posición en latitud cercana al ecuador ( $1^{\circ}$ ) como se muestra en la Figura 3. El tiempo de vida fue de 90 y 60 días respectivamente, durante el cual se registró actividad convectiva al observarse algunos puntos brillantes en los vértices de cada estructura.

Tal y como se muestra en la Figura 2, las estructuras "Y" son visibles en las imágenes tomadas con

filtros RGB o infrarrojo cercano que muestran el techo de las nubes de Júpiter, sin embargo no lo son en las imágenes del ultravioleta en donde vemos las nieblas altas de la atmósfera del gigante. En las primeras hemos podido observar como algunos detalles pasan por debajo de estas estructuras lo cual sugiere que éstas se encuentran en algún lugar entre estas dos capas.

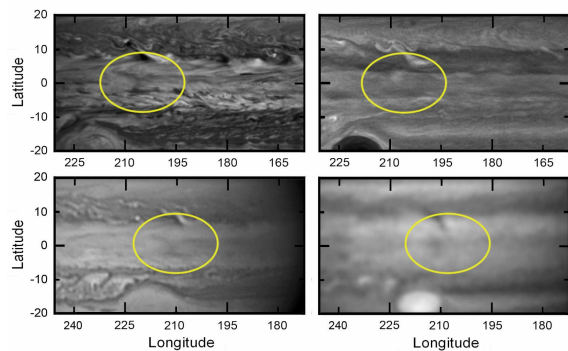


Figura 2 Morfología característica de la Y. Las figuras superiores muestran dos imágenes del HST (20 de septiembre) tomadas el mismo día, pero en dos filtros diferentes; la imagen de la izquierda fue tomada con un filtro NIR (F763M), mientras que la imagen de la derecha se observa con un filtro UV (F275W). Los paneles inferiores muestran dos imágenes de la base de datos IOPW por el mismo observador (D. Peach) tomada el 19 de septiembre, la de la izquierda en RGB y la de la derecha en la banda de absorción de metano.

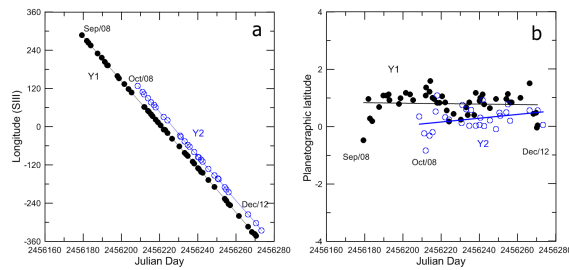


Figura 3 a) representa la deriva en longitud de las dos estructuras “Y” durante el año 2012, en el negro Y1 y en azul de Y2. b) representa latitud de las dos estructuras frente al tiempo. Ambos gráficos utilizan la longitud en sistema III y la latitud planetográfica.

Con intención de explicar su origen, hemos explorado la hipótesis de explicar este fenómeno como una onda de Kelvin. Presentamos cálculos numéricos de la formación y estructura de una onda de Kelvin utilizando un modelo de dos capas de aguas poco profundas (“shallow wáter”) que simulan la atmósfera de Júpiter (figura4) [2]. Las simulaciones resultantes reproducen la principal morfología observada en el techo de nubes y las propiedades de las Y, como por ejemplo su velocidad de fase, cuando la capa excitada es delgada. Estos resultados sugieren que el fenómeno es una manifestación de una onda de Kelvin confinada ecuatorialmente, y su interacción con una onda de Rossby.

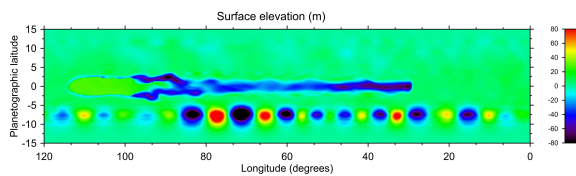


Figura 4. Mapa de superficie de elevación entre la capa superior e inferior para un SW de dos capas. Modelo después de 60 días de simulación. La estructura en Y aparece debido a la interacción de una onda de Kelvin y una onda de Rossby.

## Referencias

- [1] Hueso, R., Legarreta, J., Pérez-Hoyos, S., et al. 2010, Planet. Space Sci., 58, 1152
- [2] García-Melendo, E. & Sánchez-Lavega, A. 2015, Icarus

# El catálogo de objetos del Sistema Solar de VISTA

J.Licandro (1,2), M. Popescu (3), D. Morate (1,2) y J. de León (1,2)

- (1) Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC), C/Vía Láctea s/n, 38205 La Laguna, Tenerife, Spain.  
(2) Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna (ULL), E-38205 La Laguna, Tenerife, Spain  
(3) Astronomical Institute of the Romanian Academy, 5 Cutitul de Argint, 040557 Bucharest, Romania

El *VISTA Hemisphere Survey* (VHS) [1] es un survey que pretende observar ~19,000 grados cuadrados de cielo del hemisferio sur en al menos dos filtros en el infrarrojo cercano (J y K) con el telescopio de ESO de 4.1m VISTA (Visible and Infrared Survey Telescope for Astronomy) [2]. El Instituto de Astrofísica de Canarias forma parte del consorcio VHS-VISTA lo que nos da acceso privilegiado a sus resultados.

VHS se compone de 3 programas: (1) VHS-ATLAS que cubrirá 5000 deg<sup>2</sup> en 4 filtros, Y, J, H y Ks con exposiciones de 60s; (2) VHS-DES 4500 deg<sup>2</sup> con exposiciones de 120s en 3 filtros, J, H y Ks; (3) VHS-GPS 8200 deg<sup>2</sup> con exposiciones de 60s en J y Ks.

Hemos buscado todos los pequeños cuerpos del sistema solar conocidos en las imágenes del survey obtenidas entre el 4/11/2009 y el 1/10/2013 que cubren aproximadamente el 60% del cielo que cubrirá el programa una vez acabado, con el objetivo de obtener posiciones astrométricas y colores de estos objetos.

Hemos identificado 29.675 objetos con observaciones en más de un filtro, incertidumbres en las efemérides < 10 arcsec y magnitudes esperadas  $V < 21$ , 11% de ellos con datos en los 4 filtros. Tenemos identificados otros 1500 con incertidumbres en las posiciones calculadas mayores a 10 arcsec en los que estamos trabajando en las rutinas para identificarlos inequívocamente en las imágenes. Hay 3813 objetos con colores determinados con  $SNR > 30$  en al menos 3 filtros (Y, J, H) y 2006 de ellos en los 4 filtros. Nuestro catálogo contiene más un orden de magnitud más de objetos observados en 3 colores que el mayor survey infrarrojo que existía anteriormente, el 2MASS[3].

En este trabajo presentamos el catálogo de posiciones astrométricas y colores infrarrojos de objetos observados por el survey público de VISTA, VHS. Las posiciones astrométricas serán reportadas al Minor Planet Center y servirán para mejorar las incertidumbres de las órbitas. Igualmente presentaremos un análisis preliminar de los colores y su relación con los tipos taxonómicos (ver Fig.1) y discutiremos las posibilidades de trabajo futuro.

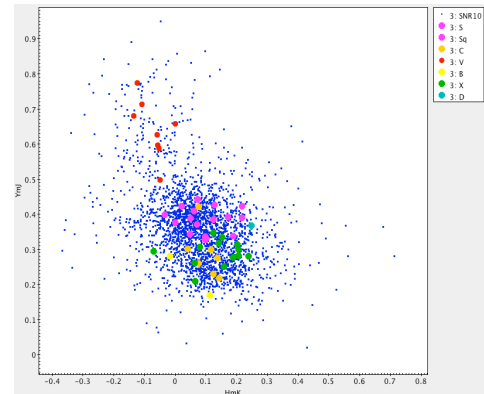


Figura 1. Diagrama color-color (Y-J) vs (H-K) de todos los asteroides con colores determinados con  $SNR < 10$ . Supuestos los asteroides observados con clasificación taxonómica conocida. Obsérvese que los grandes tipos taxonómicos (C-, S- y V-type) ocupan regiones diferenciadas del diagrama.

## Referencias

- [1] <http://www.vista-vhs.org/>  
[2] <http://www.vista.ac.uk/>  
[3] Sykes, M. et al., 2000, The 2MASS Asteroid and Comet Survey, Icarus, 146, 161-175.

# UV-Vis spectroscopy of the KG 002 martian meteorite

J. Llorca (1)

(1) Institute of Energy Technologies and Centre for Research in NanoEngineering, Universitat Politècnica de Catalunya, Diagonal 647, 08028 Barcelona. E-mail: jordi.llerca@upc.edu

After the first discovery of martian meteorites a second stage of discoveries occurred in Antarctica and a third stage has been ongoing for several years now, with the new findings in hot deserts. These new discoveries present a valuable opportunity to improve our knowledge of Mars. Shergottites appear to form a prominent group while nakhlites and chassignites as well as ALH 84001 remain rare stones. Shergottites according to their mineralogy can be divided into basaltic shergottites, picritic shergottites and peridotitic shergottites. Here we report on Ksar Ghilane 002 (KG 002) shergottite, the first martian meteorite from Tunisia. It is a single stone of 538 g that was recovered in January 2010 [1]. KG 002 is a coarse-grained basaltic shergottite similar to Los Angeles and NWA 2800 and it is the feldspar (maskelynite)-richest rock among the Martian meteorites.

Mars exploration may benefit from reflectance spectral measurements of small areas of the surfaces of Martian rocks on Mars Exploration Rovers. To that end, reflectance spectral measurements of our Martian meteorite collections –hands-on samples of Mars– are required to better constrain spectral features vs. mineralogical data relationships. Here, the UV-visible spectra recorded over several areas of the KG 002 shergottite are reported, which may be useful for both in-situ characterization of Martian rocks by a rover as well as non-destructive laboratory characterization of Martian meteorites.

Besides the major phases maskelynite and pyroxene, KG 002 also contains Fe-rich olivine, Ca-phosphates (merrillite and Cl-apatite), silica (and/or SiO<sub>2</sub>-normative K-rich glass), amorphous K-feldspar, pyrrhotite, Ti-magnetite, ilmenite, and baddeleyite as minor or accessory mineral constituents [2]. A typical feature of KG 002 is the high abundance of symplectitic areas composed of fine-grained intergrowths of fayalite, Ca-pyroxene, and a silica phase, which may have formed by the breakdown of pyroxferroite at low pressure during slow cooling. It should be noted that the symplectites in KG 002 (up to 2 mm in apparent size) are larger than in other Martian meteorites indicating that the pyroxferroite crystals had to be very large prior to their breakdown [3]. As observed for most of the shergottites, all plagioclase in KG 002 has been transformed to maskelynite by shock indicating a shock stage of S5. The shock event producing this conversion is probably also responsible for the formation of impact melt

patches of variable chemical compositions and He-loss in the bulk rock [2].

Major element concentrations clearly indicate the basaltic composition of the rock. Ksar Ghilane 002 has CaO- and Al<sub>2</sub>O<sub>3</sub>-concentrations higher than that of other shergottites, consistent with the highest modal feldspar abundance among these rocks [2]. Considering the REEs, KG 002 has a similar pattern as Los Angeles showing a slight relative depletion of the light REE, however the concentrations are about a factor of two lower than those in Los Angeles. There is a small positive Eu-anomaly of KG 002, which may indicate a complex magma genesis and might be explained by abundant plagioclase accumulation.

The noble gas data suggest that gases with a composition inferred to be typical for the Martian interior (possibly mantle) dominate the inventory of trapped noble gases [4]. In addition, there may be some influence from elementally fractionated atmosphere. Although KG 002 does not represent a mantle rock, the source region of the magma (carrying the noble gas isotope signature) might thus be within the mantle. The apparent crystallization ages are within the previously reported range for shergottites (~100-600 Ma), and may result from resetting events. In terms of a comparison with Los Angeles, whilst differences in gas concentrations and isotopic ratios have been observed, the similar apparent crystallization age/resetting event and strong resemblance in CRE ages may provide evidence for a launch-pairing, which may have happened ~3.0 Ma ago [2].

The magnetic phase composition (and magnetic behavior) and Mössbauer spectroscopy of KG 002, Los Angeles and NWA 2800 is nearly identical and at odds to the other basaltic shergottites, thus providing further evidence that KG 002, LA 001/002 and NWA 2800 can be seen as launch paired (clons) [5].

The spectral data was collected with a Shimadzu UV3600 spectrometer equipped with an integrating sphere at the Center for Research in Nanoengineering (CRnE) of the Universitat Politècnica de Catalunya (UPC) [6]. For calibration of the detector a standard baseline was created using BaSO<sub>4</sub> as substrate, which provided a 100% reflectance signal better than 1σ along the spectral range analyzed.

Figure 1 shows the slice of KG 002 used for the measurements. Three areas were selected (slot of  $\sim 1 \times 0.6$  cm<sup>2</sup>). Their corresponding UV-visible spectra are shown in Figure 2. The spectra are quite similar and are characterized by having two major reflectance bands centered at about 430 and 650 nm. These spectral features correspond well to that of pyroxene. There is no additional reflectance bands at about 400 and 550 nm, which might indicate the presence of olivine. This is in accordance to the modal abundance of major phases calculated from electron probe microanalyses of KG 002 (vol %): 51.7% maskelynite, 2.6% silica, 36.7% pyroxene, 4.5% Fa-rich olivine, 3.4% Ca-phosphates, 0.3% pyrrhotite, and 0.8% oxides [2]. Therefore, the main signatures in the UV-vis spectrum of KG 002 correspond well to the abundant pyroxene phase, whereas the small amount of olivine in the meteorite cannot be detected.

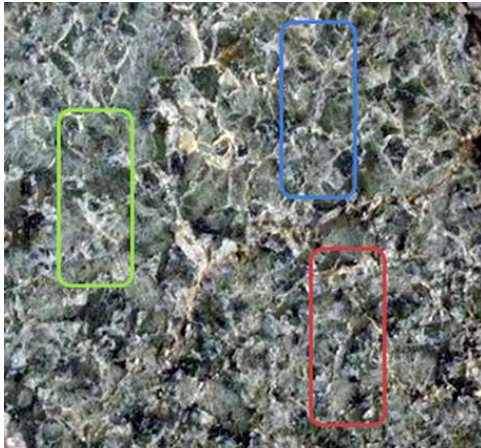


Figure 1. Slice of the KG 002 shergottite used for the spectral measurements (the squares measure 1 mm<sup>2</sup>).

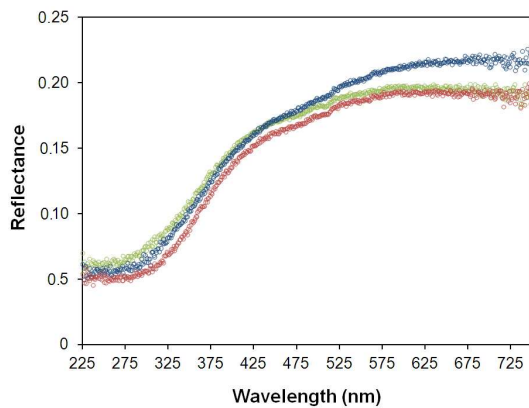


Figure 2. Spectra of KG 002 recorded over the three areas shown in Fig. 1 (the color of each spectrum corresponds to that of the area shown in Fig. 1).

The pyroxenes in KG 002 are strongly zoned and typically crossed by numerous cracks (Figure 3). Their compositions range from  $\text{Fs}_{26-96}\text{En}_{3-50}\text{Wo}_{2-41}$ , with Mg-rich cores of about  $\text{Fs}_{29}\text{En}_{41}\text{Wo}_{30}$  to Fe-rich rims of about  $\text{Fs}_{68}\text{En}_{14}\text{Wo}_{18}$  [2]. However, the spectral analysis cannot resolve compositions and modal abundances of different types of pyroxenes and the presence of a significant amount of maskelynite. For that reason, spectral measurements in the near to mid-IR are required, which has shown to be more sensitive and appropriate to determine the composition of mafic minerals.

Concerning the differences among the three reflectance spectra recorded over different parts of the KG 002 shergottite, they likely reflect different mineral modal distributions of the selected slots. In addition to maskelynite and pyroxene crystals, approximately 10-15 vol% of the KG 002 shergottite consists of 50  $\mu\text{m}$  to 2 mm wide symplectite patches of a fine-grained vermicular to microgranulitic intergrowth of fayalite, Ca-pyroxene, and silica in  $\sim 2:2:1$  proportion [2]. They could be responsible for the differences observed in the high wavelength (525-750 nm) part of the spectra (Figure 2).

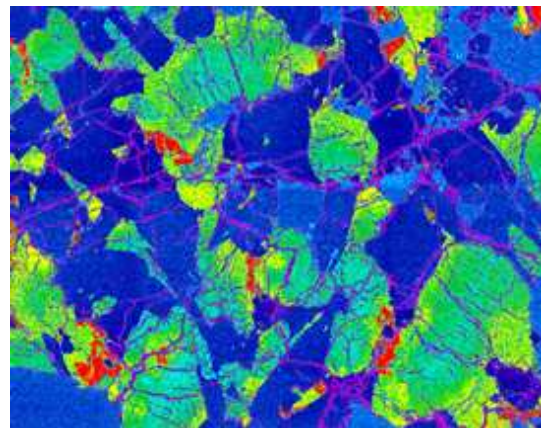


Figure 3. SEM composite image of KG 002. Dark blue corresponds to maskelynite, yellow to Fe-rich pyroxene and green to Mg-rich pyroxenes.

## References

- [1] Llorca J. et al. LPSC XLIV, Abstract #1404 (2013).
- [2] Llorca J. et al. Meteoritics & Planet. Sci., 48, 493-513 (2013).
- [3] Roszjar J. et al. LPSC XLIII, Abstract #1780 (2012).
- [4] Cartwright J. A. et al. LPS XLIII, Abstract #1213 (2012).
- [5] Hoffman V. H. et al. 75<sup>th</sup> Met. Soc. Conf., Abstract #5107 (2012).
- [6] Llorca J. LPSC XLV, Abstract #1199 (2014).

# La identificación cruzada de asteroides no numerados. Algoritmos y resultados.

A. López García (1,2)

(1) Departamento de Astronomía y Astrofísica (DAA), Universitat de València, España

(2) Observatorio Astronómico de la Universitat de València (OAUV), Valencia, España

La observación del cielo proporciona cada noche nuevas posiciones de objetos asteroidales, en muchos casos aparentemente nuevos. De este modo, se acumulan nuevos objetos, en gran parte ya observados y clasificados con otra notación.

Así, un mismo objeto puede tener varias designaciones con elementos orbitales aparentemente diferentes y la órbita 'final' debe 'ajustar' las posiciones de los objetos en cuestión.

Se impone, por tanto, un 'filtrado' de objetos repetidos, en un primer paso para mejorar la clasificación y poder 'ascender' en varias etapas una órbita desde el carácter de 'objeto no numerado' al de 'objeto numerado'.

La información básica (observaciones y elementos orbitales) se obtiene desde la web del Minor Planet Center (MPC) de EEUU, que es el principal generador de listas de identificaciones cruzadas. Varios colaboradores externos envían sus resultados al MPC, que las publica conjuntamente con sus propios resultados. En nuestro caso, colaboramos en forma continuada desde abril de 2013.

En este trabajo exponemos los fundamentos de nuestro proceso de búsqueda y detallamos las etapas de cálculo. Finalmente, damos cuenta de los resultados obtenidos en estos dos años.



# UPWARDS: An integral study of Mars in preparation for Exomars

M. A. López-Valverde(1), F. González-Galindo(1), B. Funke(1), M. García-Comas(1), M. López-Puertas(1), J.J.López-Moreno(1), S. Jimenez-Monferrer(1), J. Ruiz(2), L. M. Parro(2), A. Jimenez-Diaz(2) and the UPWARDS team (3)

(1) Instituto de Astrofísica de Andalucía, CSIC, Spain

(2) Facultad de Ciencias Geológicas, Universidad Complutense, Madrid, Spain

(3) Open University (UK), CNRS (France), INAF (Italy), IASB-BIRA (Belgium), ROB (Belgium)

## The UPWARDS project

This talk is about an initiative to investigate Mars as a whole planet, i.e. as an integrated and complex system taking into account essential couplings between interior, sub-surface, surface, atmosphere and escape to space. For this ambitious purpose we have formed a strong consortium of expert teams across Europe within a scientific initiative titled UPWARDS (Understanding Planet Mars With Advanced Remote sensing Datasets and Synergistic studies), which has been recently approved and supported by the EC Horizon 2020 programme. In this project we identified half a dozen of areas where progress is eagerly needed and which will impact the upcoming mission Exomars. In this talk I will detail those scientific goals from both, the perspective of Exomars and from a global view of current Mars mysteries.

## Martian couplings and challenges

- *Subsurface - atmosphere exchanges of trace species.* This is a hot topic, intimately linked to the detection of diverse trace species which may reveal active reservoirs on Mars, including methane [1,2] and which pose difficulties to current understanding [3,4]. Ultimately this requires an interdisciplinary approach to attain a convincing model-observation synergy [5,6].

- *Surface properties.* The surface contains vital information about planetary evolution as well as about current geophysical phenomena [7]. From the point of view of remote sensing, most other observations (water cycle, dust, composition) require a precise description of surface properties like its intrinsic (aerosol-free) reflectance [8,9]. This is our second goal on board the project UPWARDS.

- *The global cycle of water (vapour and ice) on Mars.* The presence of water on present day Mars and in the past [10], and its implications for Martian habitability [11], is one of the most discussed topics of our time, and requires ambitious modelling of disparate datasets.

- *Aerosols and dust storms.* Dust storms are an emblematic signature of Mars, intrinsically variable and far from being understood [12,13]. Progress in this direction requires more data, hopefully long-term monitoring, and new analysis tools (more powerful radiative transfer models).

- *Upper atmosphere: structure and loss to space.* This is the less explored part of the Martian atmosphere, shows large changes due to external forcing but also to its connection to the lower layers, and its knowledge is key for applications like spacecraft aerobraking and evolutionary studies [14,15].

- *Day-Night transition.* The so called “terminator” requires specific attention as it will be studied with unprecedented detail by Exomars 2016 Trace Gas Orbiter [16]. The analysis and correct interpretation of the upcoming solar occultation data demands to prepare tools and models for its associated drastic changes in temperature and composition.

## References

- [1] Formisano et al., Science, 306, 1758-1761 (2004)
- [2] Webster et al., Science, 347, 415-417 (2015)
- [3] Lefevre and Forget, Nature, 460, 720-723 (2008)
- [4] Atreya et al., Planet. Space Sci, 55, 358-369 (2009)
- [5] Zahnle et al., Icarus, 212 493-503 (2011)
- [6] Stevens et al., Icarus, 250, 587-594 (2015)
- [7] Carter et al., Icarus, 248, 373-382 (2015)
- [8] Vincendon et al., J. Geophys. Res., 112, E08S13 (2007)
- [9] Fernando et al., Icarus, 253, 271-295 (2015)
- [10] Carr & Head, Geophys. Res. Lett., 42, 726-732 (2015)
- [11] Lammer et al., Astrobiology, 10, 45-68 (2010)
- [12] Lemmon et al., 251, 96-111 (2014)
- [13] Wolff et al., Icarus, 208, 143-155 (2010)
- [14] Bougher et al., Gophys. Res. Lett., 33, L02203 (2006)
- [15] Chaufray et al., J. Geophys. Res. Planets, 119, 1614-1636 (2014)
- [16] <http://exploration.esa.int/mars/48523-trace-gas-orbiter-instruments/>

# Space weathering and the color-color diagram of Plutinos and Jupiter Trojans

M.D. Melita (1), S. Kaňuchová (2), R. Brunetto (3) & G. Strazzulla (4)

(1) *Instituto de Astronomia y Física del Espacio (IAFE), Buenos Aires, Argentina*

(2) *Astronomical Institute of Slovak Academy of Sciences, SK-059 60 Tatranska Lomnica, Slovakia*

(3) *Institut d'Astrophysique Spatiale, CNRS, UMR-8617, Universite Paris-Sud, batiment 121, F-91405 Orsay Cedex, France*

(4) *INAF-Osservatorio Astroscico di Catania, Via S. Soa 78, I-95123 Catania*

We will review our recent work [1] on the interpretation of the distribution of surface colors of outer Solar System asteroids. We shall show how a simple model can practically reproduce the entire range of observed colors. This model considers the surface of the bodies as a binary composition. One phase consists of a material with a flat spectrum and constant albedo, which is not modifiable by cosmic radiation, typically representing either pure ice or carbon. The other phase has a silicate base (olivine), and is covered by an initially transparent organic material, which is believed to be either a primary native component accreted during planetesimal formation, or as a secondary component which is a byproduct of irradiation of volatile carbon-rich ices. This phase is represented by polystyrene in the laboratory experiments, in which it is subjected to cosmic radiation fluences compatible with the doses received by asteroids in the outer Solar System. The dispersion of colors is due to the variation in the relative surface fraction of each phase and in the dose of radiation received. Naturally the color of the objects can be reset by physical collisions that extract material from the interior of the body. We apply this model to well-localized resonant asteroidal populations in order to explain the apparent differences in their surface-color distributions [2] (see figure 1).

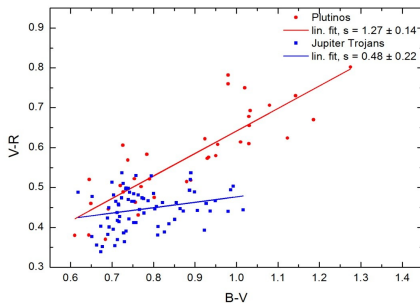


Figure 1: (V-R) vs. (B-V) color indexes of Plutinos and Jupiter Trojans. The linear fits of each distribution are also plotted.

The time in which the surface of the object can be modified by the solar wind ions is counterbalanced by the collision timescale in which the surface is completely

renovated (i.e. it is excavated and fresh (original) material is exposed).

For Jupiter-Trojans the mean level of space weathering“ of Trojans is around **100 yrs**. The colors of all Trojan asteroids can be covered using the model with a fraction of RED processed carbonaceous matter smaller than **15%**, the rest is (already) neutral and dark and also we note that large background Trojans tend to be redder (Roig et al., 2008), therefore faster rejuvenation processes must expose red material to the surface. (see figure 2).

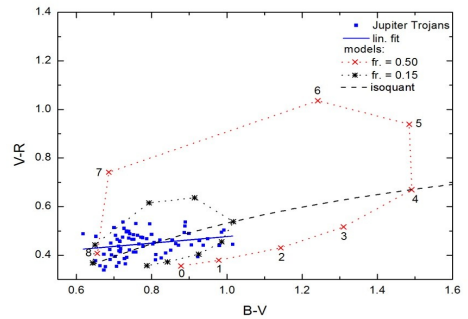


Figure 2: (V-R) vs. (B-V) color indexes of Jupiter Trojans and the result of the 2-phases model. The 100yr isoquant is also showed.

The mean level of space weathering“ of Plutinos is around **10.000 yrs**. For varying values of received dose, to contain all the objects within our model a large fraction of processed carbonaceous matter is needed - about **90%** (see figure 3).

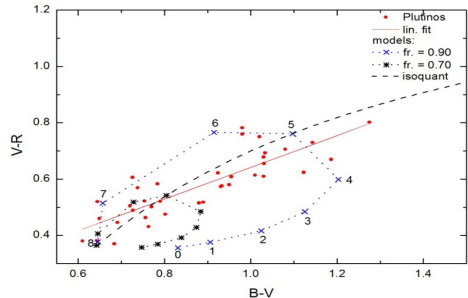


Figure 3: idem as figure 2 for the Plutinos, where the 10000yr isoquant is showed.

We define the *isoquant* theoretical trend of color distribution differing in the amount of surface component 2, weathered to the same level (the same amount of time exposure). We show that the total collisional timescales in each case can match the isoquants for suitable selection of parameters (see figures 4 and 5).

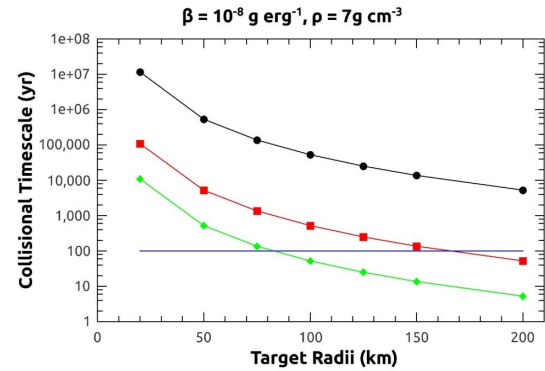


Figure 4: Collisional timescale for the Jupiter Trojans.  $\beta$ : crater excavation coefficient.  $\rho$ : density.

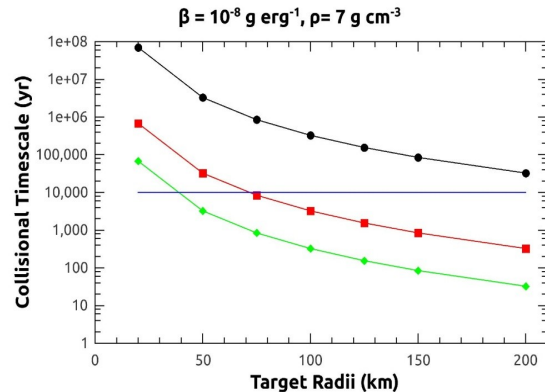


Figure 5: Collisional timescale for the Plutinos.  $\beta$ : crater excavation coefficient.  $\rho$ : density.

### Conclusions:

We have presented the curves in the color-color diagram (isoquants) describing the balance between space weathering and collisional resurfacing for two populations: Plutinos and Jupiter Trojans

We have estimated the average time of the surface exposure of Trojans to be around 102 years, while the average exposure time of Plutinos is much higher: around 104 years

We have evaluated that the population of Trojans is being resurfaced by mutual collisions at a rate higher rate than the Plutinos

Even though the Trojans are affected by higher ion flux than more distant Plutinos, thanks to the fast resurfacing processes the fresh material can be exposed to the ions for shorter time

We believe that although our model well explains the observed color differences among the two populations, it still does not reject a contribution from initial composition or early processing of surface and sub-surface layers (by thermal or impact-induced alterations). Knowledge of albedo is of a key role.

### References

- [1] Z. Kaňuchová, R. Brunetto, M.D. Melita and G. Strazzulla. (2012) Space weathering and the color indexes of minor bodies in the outer Solar System. *Icarus*, 221, 1, 12-19.
- [2] M.D. Melita, Z. Kaňuchová, R. Brunetto and G. Strazzulla (2014). Space weathering and the color-color diagram of Plutinos and Jupiter Trojans. *Icarus*, 248, 222-229.

# Propiedades del Polvo del Cometa 67P Mediante Observaciones desde Tierra y desde Rosetta OSIRIS/GIADA

F. Moreno (1), C. Snodgrass (2) y Equipos OSIRIS y GIADA de la misión Rosetta

(1) Instituto de Astrofísica de Andalucía, CSIC, España

(2) The Open University, Reino Unido

La misión Rosetta, actualmente en órbita del cometa 67P/C-G, está proporcionando unos datos de un incalculable valor científico desde su llegada en Agosto de 2014. Uno de los objetivos científicos de la misión es determinar las propiedades físicas del polvo eyectado como consecuencia de la sublimación de los hielos y arrastre de los granos de polvo hacia la coma. Los instrumentos a bordo de Rosetta, en particular la cámara OSIRIS y el detector de partículas GIADA, están proporcionando datos in situ sobre el tamaño, la densidad y las velocidades de eyección, en función de la distancia heliocéntrica. Otros instrumentos, como COSIMA, proporcionan información sobre su composición y estructura. Las misiones espaciales cometarias previas han consistido en rápidos "fly-bys", con un tiempo de adquisición de datos muy limitado. Sin embargo, Rosetta está siguiendo al cometa desde su "despertar", a distancias heliocéntricas superiores a 4 UA, y se prevé que siga proporcionando datos del cometa hasta bien después de su paso por el perihelio a mediados de Agosto 2015, proporcionando así datos únicos sobre la evolución de la actividad [1].

proporcionan información sobre la estructura a gran escala, el efecto de la presión de radiación sobre los granos y su posible evolución temporal (fragmentación, variación de contenido en volátiles, etc.). Además, desde Tierra es posible la utilización de instrumentos o técnicas observacionales que no están disponibles en el orbitador como, por ejemplo, la polarimetría.

En este trabajo presentamos la primera fase de adquisición de datos desde Tierra mediante el telescopio VLT de Cerro Paranal, Chile, y los modelos interpretativos. Estos datos consisten en una extensa serie de imágenes obtenidas a través de un filtro rojo entre los meses de Febrero y Noviembre de 2014 (figura 1), cuando el cometa era solo visible desde el hemisferio sur. A partir de Diciembre de 2014 el cometa está situado detrás del Sol para observadores terrestres, y sólo volverá a verse, esta vez desde el hemisferio Norte, a partir de Julio-Agosto 2015, dependiendo de la localización geográfica exacta.

Además de los datos desde Tierra, contamos con las imágenes de OSIRIS obtenidas durante la fase de aproximación al cometa, obtenidas entre Marzo y Julio de 2014. La combinación de ambas series de imágenes permite acotar los valores de los parámetros del polvo mediante el uso de nuestros modelos de Montecarlo de la distribución de brillo de comas, colas y "trails" cometarios. Estos modelos (véase, por ejemplo [2]) se han aplicado con éxito sobre una gran variedad de objetos, incluyendo cometas y "Main-belt comets", asteroides activados del Cinturón Principal. En el caso de 67P, los modelos predicen una variación de las propiedades del polvo que están de acuerdo con los datos in situ obtenidos por OSIRIS/GIADA [3] entre 3.4-3.6 UA. En particular, la distribución de tamaños obedece a una ley de potencias de índice -3, las velocidades de eyección de las partículas están comprendidas, aleatoriamente, en el dominio 1-5 m/s, el tamaño máximo de partícula eyectada está en torno a 1 cm, y la tasa de producción de polvo es del orden de 7 kg/s. Por otra parte, nuestros modelos predicen un inicio de la actividad cuando el cometa estaba situado en torno a 4.4 UA del Sol, y una emisión anisótropa, siendo el hemisferio norte significativamente más activo durante el periodo

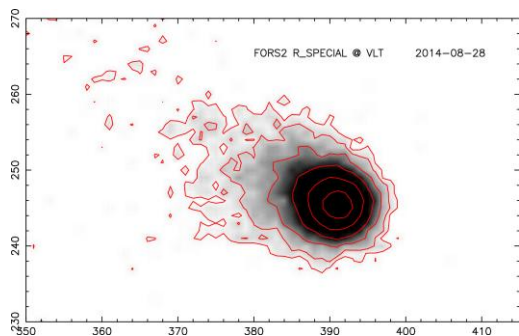


Figura 1. Imagen del cometa 67P obtenida con FORS2 en el VLT el 28 de Agosto de 2015, a una distancia heliocéntrica de 3.47 Unidades Astronómicas.

Dado que Rosetta obtiene los datos in situ, es importante realizar una monitorización complementaria de la coma y la cola mediante observaciones terrestres, que

muestreado. Este resultado es consistente con la presencia evidente de fuertes "jets" que se originan en la región llamada Hapi (el "cuello" del cometa), claramente visibles en las imágenes de OSIRIS y de navegación (Figura 2).

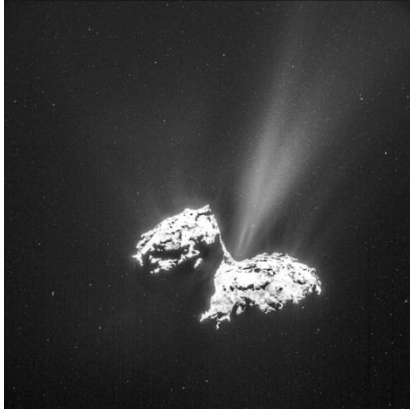


Figura 2. Imagen de 67P de la cámara de navegación NavCam el 6/Febrero/2015 mostrando los fuertes "jets" emergiendo de la región Hapi. Fuente: ESA/Rosetta/NAVCAM – CC BY-SA IGO 3.0.

Los resultados del modelo en cuanto a la tasa de producción de polvo como una función de la distancia heliocéntrica se muestran en la figura 3, donde se puede apreciar un crecimiento monótono de la producción a medida que el cometa se acerca al Sol, excepto por el súbito aumento cerca de -4.15 UA, correspondiente a la ocurrencia de un "outburst", que se vio en las imágenes de OSIRIS el 30 de Abril de 2014 (figura 3).

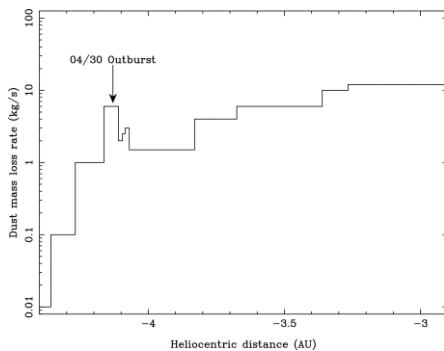


Figura 3. Tasa de producción de polvo de 67P en función de la distancia heliocéntrica predicha por nuestros modelos de polvo de Montecarlo (ver [2]). Se puede apreciar claramente el "outburst" de actividad el 30/Abril/2014.

En el futuro próximo esperamos tener una amplia colección de imágenes que podamos seguir combinando con los datos in situ de OSIRIS y GIADA para así obtener una completa caracterización del polvo a lo largo de una órbita completa del cometa, y asimismo poder comparar los resultados con los obtenidos en órbitas previas [4,5].

## Referencias

- [1] Sierks, H., Barbieri, C., Lamy, P., et al. Science, 347, 1044 (2015).
- [2] Moreno, F. Pozuelos, F., Aceituno, F., et al. ApJ, 791, 118 (2014).
- [3] Rotundi, A., Sierks, H., Della Corte, V., et al. Science, 347, 3905 (2015)
- [4] Fulle, M., Colangeli, L., Agarwal, J. et al., A&A, 522, 63 (2010).
- [5] Snodgrass, C., Tubiana, C., Bramich, D.M., et al. A&A, 557, A33 (2013).

# New methodology to determine the terminal height of a fireball

Manuel Moreno-Ibáñez (1), Josep M. Trigo-Rodríguez (1) and Maria Gritsevich (2)

(1) Institute of Space Sciences (CSIC-IEEC), Campus UAB, Can de Magrans s/n, 08193, Cerdanyola del Vallés, Barcelona, Spain. E-mail: mmoreno@ice.csic.es, trigo@ice.csic.es

(2) Finnish Geospatial Research Institute (FGI), Department of Geodesy and Geodynamics, Geodeetinrinne 2, FI-02431 Masala, Finland. E-mail: maria.gritsevich@nls.fi

The ability of penetration of interplanetary meteoroids in Earth's atmosphere results of key importance in impact hazard studies. Despite ablation and drag processes associated with atmospheric entry of meteoroids were a subject of intensive study over the 20th century, little attention was devoted to interpret and forecast the measured fireball terminal height. This is a key parameter because it not only depends on the initial mass, but also on the bulk physical properties of the meteoroids and hence on their ability to ablate in the atmosphere.

We have developed a new approach that has been tested using the fireball terminal heights observed by the *Meteorite Observation and Recovery Project* operated in Canada between 1970-1985 (MORP) [1]. The results of such approach were previously published [2]. Basically, all the unknown values of the meteoroid's atmosphere flight motion equations are gathered into two new variables  $\alpha$  (ballistic coefficient) and  $\beta$  (mass loss parameter) [3, 4]. The analytical solution of these equations (using dimensionless variables), with the initial conditions  $y=\infty$ ,  $v=1$  and  $m=1$ , leads to:

$$m = \exp\left[-(1-v^2)\beta/(1-\mu)\right] \quad (1)$$

$$y = \ln 2\alpha + \beta - \ln \Delta, \quad \Delta = \bar{E}i(\beta) - \bar{E}i(\beta v^2),$$

$$\bar{E}i(x) = \int_{-\infty}^x \frac{e^t dt}{t}$$

Where,

$$\alpha = \frac{1}{2} c_d \frac{\rho_0 h_0 S_e}{M_e \sin \gamma}; \quad \beta = (1-\mu) \frac{c_h V_e^2}{2c_d H^*} \quad (2)$$

For quick meteors, a strong evaporation process takes place so  $\beta$  becomes high ( $\beta \gg 1$ ), the deceleration can be neglected and the velocity, thus, assumed constant:

$$v=1, \quad m^{1-\mu} = 1 - 2\alpha\beta e^{-y}, \quad \ln 2\alpha\beta < y < \infty \quad (3)$$

However, the meteor velocity begins to decrease in a certain vicinity of  $m = 0$ . In order to account for this change in velocity we combine the Eq.1 (valid for arbitrary  $\beta$  values) with the Eq. 3 suitable for high  $\beta$  values:

$$v = \left( \frac{\ln(1 - 2\alpha\beta e^{-y})}{\beta} + 1 \right)^{1/2}, \quad \ln 2\alpha\beta < y < \infty \quad (4)$$

Adjusting the  $(v_i, y_i)$  values of Eq. 4 to the trajectory measured  $(v_i, y_i)$  values by means of a weighted least-squares method, we can derive these new variables ( $\alpha, \beta$ ) for each meteoroid (see [5] for further details).

Using  $\alpha$  and  $\beta$  values previously derived in [6] for the MORP fireballs, we can obtain the terminal heights by means of Eq.4. This equation can be expressed as:

$$h_{II} = y_i \cdot h_0 = h_0 \cdot \ln \left( \frac{2\alpha\beta}{(1 - e^{\beta(v^2-1)})} \right) \quad (5)$$

Where  $h_0$  is the Earth scale height,  $h_0 = 7.16$  km, and  $y_i$  is the terminal dimensionless height ( $y = h/h_0$ ).

These heights are compared to the fireballs' measured terminal height values,  $h_{obs}$ , [5]. The results are shown in Fig.1. Despite the lineal tendency, the spread in the results is  $\sigma = 1.52$  km. One possible explanation for the quantitative differences obtained in these results is the use of the approximated Eq.4 established for high  $\beta$  values instead of using more general Eq.1.

This problem has been solved using the results recently obtained in [7] which suggested a shift along parameter  $\beta$  so Eq.4 better matches Eq.1. It consists of a change of  $\beta$  for  $(\beta - 1.1)$ . The new equation is then:

$$h_{III} = y_i \cdot h_0 = h_0 \cdot \ln \left( \frac{2\alpha(\beta - 1.1)}{(1 - e^{(\beta-1.1)(v^2-1)})} \right) \quad (6)$$

The new results using Eq.6 are shown in Fig.2. and the standard deviation becomes  $\sigma = 0.75$  km.

The used parameterisation allows describing in detail the meteoroid trajectory in the atmosphere. The terminal heights were previously theoretically constrained only for the several fully ablated fireballs [8].

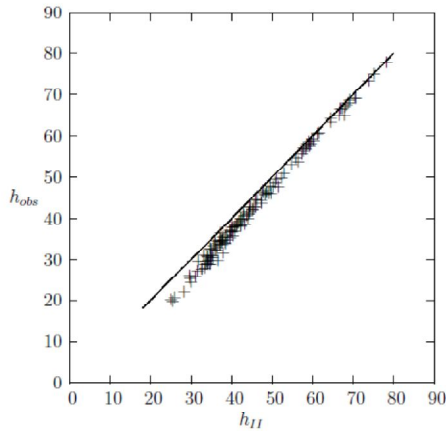


Figure 1. Calculated terminal heights,  $h_{III}$ , vs. measured (observed) terminal heights for the MORP fireballs using Eq. 5.

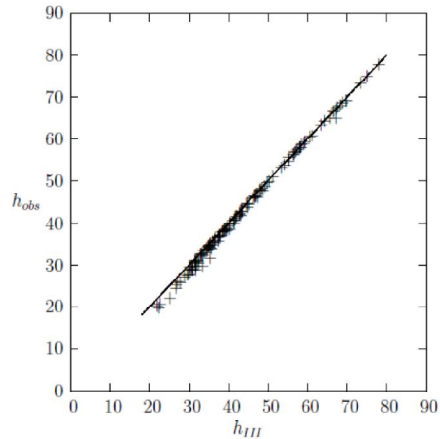


Figure 2. Calculated terminal heights,  $h_{III}$ , vs. measured terminal heights for the MORP fireballs using Eq. 6.

We were particularly interested in determining whether this new mathematical approach works equally accurately with fully ablated fireballs and meteorite-producing ones, and whether any additional modification could be applied to improve the accuracy and extend applicability range for the proposed methodology.

Our results [2] clearly show that the new methodology is able to forecast the degree of deepening of meteoroids in the Earth's atmosphere (see Fig.2). Then, this approach has important applications in predicting the impact hazard from cm- to meter-sized bodies that are represented, in the MORP bolide list.

It is also notable, that meteor height may be expressed as a function of time. Thus, the ability of predicting a terminal height may be directly linked with the forecast of a total duration of meteor phase. This can create scope to a new class of problems, such as, for example, insights into determination of luminous efficiency based on meteor duration and calculation of critical kinetic energy needed to produce luminosity. In future, several other tightly related problems may be considered, including a possibility of initial meteor height determination and deriving parameters without the beginning part of a meteor trail. Other interesting issues are associated with the bulk properties like, e.g., the tensile (dynamic) strength of the meteoroids [9-10]. To infer and better understand the ablation coefficient in large bolides like e.g. Chelyabinsk is also of great significance [11].

In conclusion, there are still large amount of archived data and many new meteor registrations for which the recorded deceleration was not significant and/or it is in the order of observational errors. For these cases observed terminal heights will be crucial in setting margins on possible  $\alpha$  and  $\beta$  values. A better knowledge of these parameters could get clues on the ability of meteoroids to penetrate into the terrestrial atmosphere and to quantify their capability of being a source of impact hazard for humans in Earth's surface. Recent events like e.g. the Carancas crater indicate that the toughest meter-sized rocks could also be dangerous projectiles [12].

## References

- [1] Halliday, I. et al., Meteorit. Planet. Sci. 31, 185-217 (1996).
- [2] Moreno-Ibáñez, M. et al., Icarus 250, 544-552 (2015).
- [3] Stulov, V.P. et al., Aerodinamika bolidov, Nauka (1995).
- [4] Gritsevich, M. Solar Syst. Res. 42, 372-390 (2008).
- [5] Gritsevich, M. Solar Syst. Res. 41(6), 509-514 (2007).
- [6] Gritsevich, M. Adv. Space Res. 44, 323-334 (2009).
- [7] Gritsevich, M. et al., Mat. Model. 27 (2), 25-33 (2015).
- [8] Gritsevich, M. and Popelenskaya N-V. Doklady Phys. 53, 88-92 (2008).
- [9] Trigo-Rodríguez J.M. and Llorca J. MNRAS 372, 655-660 (2006).
- [10] Trigo-Rodríguez J.M. and Llorca J. MNRAS 375, 415 (2007).
- [11] Dergham J. and Trigo-Rodríguez J.M. The Meteoroids 2013, Proceed. Astronomical Conference held at A.M. University, Poznan, Poland, Eds.: T.J. Jopek, F.J.M. Rietmeijer, J. Watanabe, I.P. Williams, A.M. University Press, p. 11-17 (2014).
- [12] Borovička J. And Spurný P. (2008) A&A 485, L1-L4.

# Physical properties and predicted spectra of CH<sub>4</sub>/CO<sub>2</sub> ice mixtures

M.A. Moreno (1), R. Escribano (1), R. Luna (2) and M.A. Satorre (2)

(1) Instituto de Estructura de la Materia, IEM-CSIC, 28006 Madrid

(2) Centro de Tecnologías Físicas, Universitat Politècnica de València, 46022 Valencia

Methane and carbon dioxide are found in many Solar System bodies. It is important to study these systems in the lab to predict their possible structure. At the same time, prediction of their optical indices and infrared spectra is an interesting objective, especially to discover any eventual differences with the spectra of the isolated species.

Density and refractive indices of CH<sub>4</sub>/CO<sub>2</sub> mixtures were measured in the lab by Luna et al. [1] for a range of compositions, and compared with theoretical values.

Figure 1 reproduces the variation in density (above) and refractive index (below) of the mixture vs percent CO<sub>2</sub> abundance.

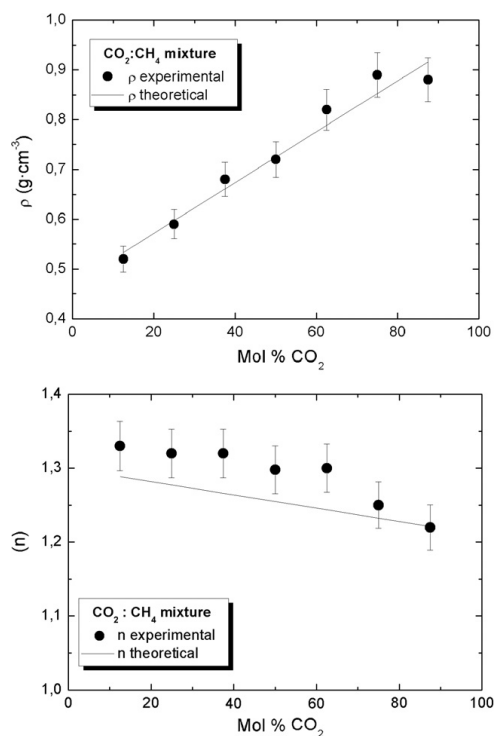


Figure 1. Density (top) and refractive index (bottom) for CO<sub>2</sub>/CH<sub>4</sub> mixtures of the indicated composition.

We are now carrying out a series of theoretical calculations on amorphous solids of the same compositions, using Density Functional Theory (DFT) methods as implemented in the CASTEP module of Materials Studio [2]. In the calculations, a small number of molecules are enclosed in a cubic cell of the appropriate size to match the experimentally measured density, and amorphous mixtures are generated using simple Molecular Dynamics. The structures are then optimized in search of the minimum in the Potential Energy Surface, and the vibrational spectra are predicted at that point. The refractive index is also calculated for a range of wavelengths.

Figure 2 displays an example of such model for a 25% CO<sub>2</sub> concentration (top), and the calculated refractive indices of the mixture.

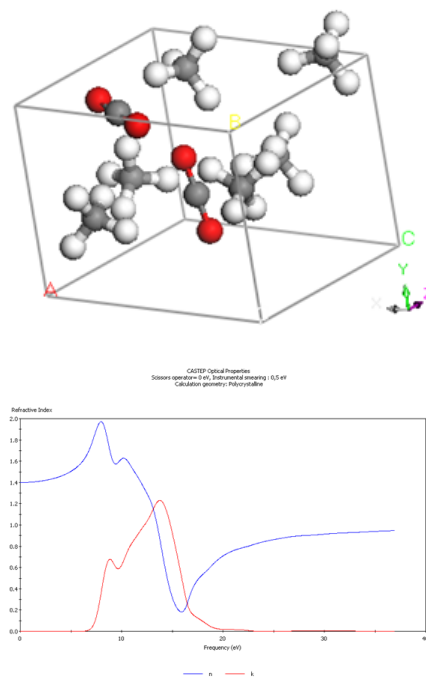


Figure 2. Schematic view of CH<sub>4</sub>/CO<sub>2</sub> (25% CO<sub>2</sub>) amorphous ice mixture (top), and  $n$  (blue),  $k$  (red) refractive indices (bottom).



Further results and spectra of the mixtures will be shown at the meeting.

### **Acknowledgment**

This research has been carried out with funding from the Spanish Ministerio de Economía y Competitividad (FIS2013-48087-C2)

### **Referencias**

- [1] R. Luna, M.Á. Satorre, M. Domingo, C. Millán, C. Santonja, *Icarus* 221, 186-191(2012).
- [2] Clark, S.J. and Segall, M. D. and Pickard, C.J. and Hasnip, P.J. and Probert, M. Z. *Kristall.* 220, 567-570 (2005).

# Cariclo tiene anillos, ¡y Quirón también!

J. L. Ortiz (1), R. Duffard (1), N. Pinilla-Alonso (2), A. Alvarez-Candal (3), P. Santos-Sanz (1), N. Morales (1), E. Fernández-Valenzuela (1), J. Licandro (4,5), A. Campo-Bagatin (6), A. Thirouin (7)

(1) Instituto de Astrofísica de Andalucía, CSIC, Apt 3004, 18080 Granada, España

(2) Department of Earth and Planetary Sciences, University of Tennessee, Knoxville, 37996 TN, USA

(3) Observatório Nacional, Rua General José Cristiano 77, 20921-400 Rio de Janeiro, Brasil

(4) Instituto de Astrofísica de Canarias, c/Vía Lactea s/n, 38200 La Laguna, Tenerife, España

(5) Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna (ULL), 38205 La Laguna, Tenerife, España

(6) Departamento de Física, Ingeniería de Sistemas y Teoría de la Señal, Universidad de Alicante, Carretera San Vicente del Raspeig s/n, 03690 San Vicente del Raspeig, Alicante, España

(7) Lowell Observatory, 1400 W Mars Hill Rd, Flagstaff, 86001 Arizona, USA

Tras el sorprendente descubrimiento, mediante una ocultación estelar, de que un cuerpo de dimensiones no planetarias, llamado Cariclo (Chariklo en inglés), posee un sistema de dos anillos finos y densos con un hueco entre medias [1], nos preguntamos si otros cuerpos de nuestro sistema solar similares a Cariclo podrían tener anillos.

Resulta que Quirón (Chiron en inglés), otro centauro parecido a Cariclo, también muestra indicios clarísimos de tener un sistema de anillos. Hay observaciones de ocultaciones estelares producidas por Quirón en el pasado, en las que se producen súbitas caídas de brillo prácticamente idénticas a las causadas por los anillos de Cariclo, pero habían pasado inadvertidas como debidas a anillos [2]. Estas caídas súbitas se habían malinterpretado como debidas a un chorro de polvo [3],[4],[5], probablemente por insuficiencia de datos desde varios observatorios en comparación con la observación de la ocultación por Cariclo en 2013, que fue ampliamente observada.

Además, las variaciones del brillo de Quirón a lo largo de cuatro décadas se explican bastante bien en su conjunto por la presencia de un anillo, que cuando está casi de canto con respecto a la Tierra apenas contribuye al brillo del sistema, mientras que en la actualidad aporta un porcentaje considerable del brillo total del sistema. La orientación del plano de este anillo que permite explicar la serie histórica de medidas del brillo de Quirón es prácticamente idéntica a la orientación del anillo que se obtiene de la reinterpretación de las ocultaciones.

A su vez, la presencia espectroscópica de hielo de agua en Quirón, en proporción muy variable dependiendo de en qué época se midió [6] también se explica perfectamente si el hielo de agua de Quirón está en sus anillos y no en la superficie misma de Quirón. Hasta puede explicarse la desaparición de la característica espectral del hielo de agua en 2001 reportada en [7] porque en 2001 el anillo se encontraba en una posición muy cercana a la de estar de canto con respecto a la Tierra. Todo esto tiene sentido ya que es lo mismo que ocurre en Cariclo [8] y sabemos que los anillos de Saturno son ricos en hielo de agua, mientras que las superficies de los cometas, que son las más

análogas a las de los centauros, no poseen hielo de agua detectable espectroscópicamente.

Pero aún hay más indicios claros de un sistema de anillos en Quirón, ya que por ejemplo, los cambios de la amplitud de la oscilación rotacional del brillo de Quirón observada a lo largo de varias décadas se explican muy bien con un modelo que incorpora la presencia de los anillos (Fig. 1). Hay además otros indicios claros de la existencia de anillos en Quirón.

El origen de estos anillos en cuerpos centauros no está claro todavía y sus implicaciones son importantes para nuestra comprensión del sistema solar. Gran parte de esto se explica en el trabajo [2].

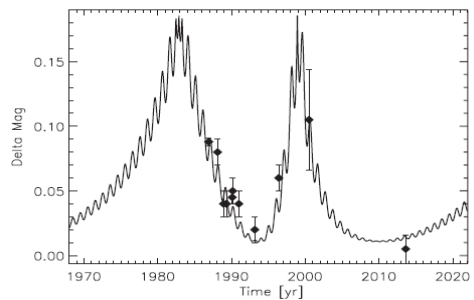


Figura 1. Línea continua: modelo de la variación de la amplitud de oscilación del brillo de Chiron que usa la posición del anillo determinada mediante el análisis de ocultaciones. Los diamantes representan las observaciones. Como se puede apreciar, el ajuste entre modelo y observaciones es bueno.

## Referencias

- [1] Braga-Ribas et al. Nature 508, 72 (2014)
- [2] Ortiz et al. Astron. Astrophys. 576, A18 (2015)
- [3] Elliot et al. Nature 373, 46 (1995)
- [4] Bus et al. Icarus 123, 478(1996)
- [5] Ruprecht et al. DPS meeting 45, 414.07 (2013)
- [6] Groussin et al. Astron. Astrophys. 413, 1163 (2004)
- [7] Romon-Martin et al. Astron. Astrophys 400, 369 (2003)
- [8] Duffard et al. Astron. Astrophys. 568, A79 (2014)

# Influencia química y térmica de sprite streamers en la mesosfera terrestre

F.C. Parra-Rojas<sup>(1)</sup>, A. Luque<sup>(1)</sup> y F.J. Gordillo-Vázquez<sup>(1)</sup>

(1) Instituto de Astrofísica de Andalucía (IAA - CSIC), Glorieta de la Astronomía s/n, 18008 Granada, España

Hemos desarrollado un modelo pseudo 1-D para estudiar los efectos químicos y térmicos de los streamers (filamentos de plasma) de sprites en condiciones nocturnas en la mesosfera terrestre entre 50 km y 80 km de altitud. El modelo predice un fuerte incremento en las concentraciones de todas las especies estudiadas, durante y después del paso de un sprite. También hemos hallado que la influencia térmica de sprites en la atmósfera circundante es proporcional a la duración del *afterglow* de corriente (entre 5 ms y 100 ms) después del paso de la cabeza del streamer. Esto produce variaciones de más de 40 K (para un *afterglow* de corriente de 100 ms de duración) a bajas altitudes (50-55 km) y unos 10 s después del paso de la cabeza del streamer.

## 1. Introducción

Los eventos lumínicos transitorios (TLEs) son enormes flashes ópticos de muy poca duración (< 100 ms) que ocurren entre la baja estratosfera y la ionosfera, asociados a la actividad eléctrica en la troposfera como ya predijo Wilson (1925) [1]. De todos estos fenómenos, los más comunes son los llamados sprites, los cuales fueron descubiertos de forma casual por Franz *et al.* (1989) [2]. Los sprites son grandes estructuras de plasma débilmente ionizado con una región difusa superior (por encima de los 75 km) y una región de aspecto filamentososo (de streamers) en la parte baja (75-50 km). Los sprites se producen como consecuencia de la ruptura dieléctrica del aire causada por electrones libres “calentados” por un campo eléctrico quasidelectrostático (QE) inducido por descargas de rayos. El campo QE es generalmente generado por rayos positivos nube-tierra (+CG), aunque también se han detectado sprites producidos por rayos negativos nube-tierra (-CG) muy intensos.

Sentman *et al.* (2008) [3] desarrolló un completo modelo cinético para estudiar el impacto de un pulso de streamer en sprites con  $E_{\max} = 5E_k$  (donde  $E_k$  es el campo eléctrico de ruptura,  $E_k/N = 120$  Td) a 70 km de altitud en la mesosfera. Con este modelo, Sentman *et al.* (2008) [3] estimaron un aumento en la densidad de electrones en la cabeza del streamer de hasta  $10^6$  cm<sup>-3</sup> que persiste durante 1 s. Estos autores también estimaron un aumento del 50 % en la concentración de NO mientras que Hiraki *et al.* (2008) [4] estimaron un aumento de cuatro órdenes de magnitud en la densidad de NO a la misma altitud. Enell *et al.* (2008)

[5], sin embargo, predijeron un aumento del 50 % en la concentración de NO<sub>x</sub> a 76 km y Gordillo-Vázquez en 2008 [6] y 2010 [7], empleando un campo eléctrico reducido de 400 Td, encontró aumentos de un orden de magnitud en las concentraciones de NO y NO<sub>2</sub>. Por otra parte, Gordillo-Vázquez (2008) [6] también fue capaz de calcular el brillo de emisión en IR a 4.3 μm relacionado con la desexcitación radiativa del CO<sub>2</sub>(00<sup>0</sup>1) prediciendo valores por encima de 100 MR a 63 km de altitud; esto podría ser detectado desde el espacio (1 R = 10<sup>10</sup> fotones m<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>). Las importantes diferencias entre los distintos modelos de sprites pueden ser debidas al empleo de diferentes condiciones iniciales así como a diferentes tasas de reacción de los procesos químicos, secciones eficaces y número de procesos.

En este trabajo, pretendemos contribuir al conocimiento de la química de los plasmas del no equilibrio producidos por streamers de sprites en condiciones nocturnas en la mesosfera terrestre y su influencia en la composición química y evolución térmica local de la mesosfera.

## 2. Modelo

Aunque los sprites presentan un movimiento descendente, el modelo cinético que hemos desarrollado no pretende estudiar la evolución vertical de un streamer de sprite, en cambio sí queremos comprender como puede afectar química y térmicamente a cada estrato de la mesosfera [8]. Por otra parte, sabemos que un streamer de sprite tiende a ramificarse en su movimiento vertical descendente. Con el fin de simplificar los cálculos, hemos despreciado la dinámica de ramificación de sprites, con lo que nuestro modelo solo puede ser considerado pseudo 1-D. Hemos estudiado los procesos involucrados en la química de la atmósfera bajo la acción de streamers de sprites con tres duraciones diferentes de *afterglow* de corriente entre 50 km y 80 km de altitud.

En nuestras simulaciones, la corriente impuesta externamente consta de tres fases: un pico que corresponde con el paso de la cabeza del streamer, una sección constante y un decaimiento exponencial con 4 ms de constante de tiempo. Para la cabeza del streamer hemos realizado simulaciones de streamer similares a las descritas por Luque *et al.* (2008) [9].

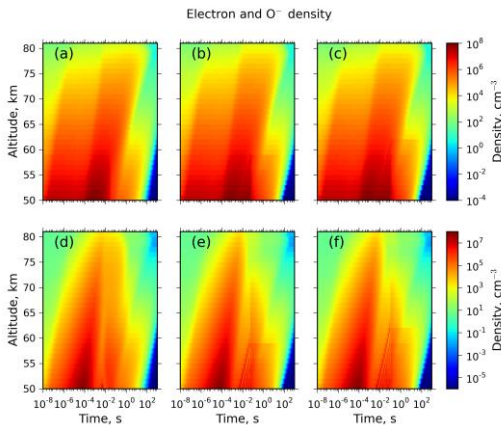
Para cada altitud  $h$  hemos realizado simulaciones de streamers con la densidad electrónica y densidades resultantes de un estado de relajación electrónica previa así

como con un factor de corrección de la temperatura debido al descenso de la misma por encontramos en condiciones nocturnas.

El modelo cinético que se presenta incluye 97 especies químicas así como más de 900 procesos cinéticos. El esquema integra un conjunto de ecuaciones diferenciales para modelar el comportamiento químico y térmico de plasmas de aire generados por streamers de sprites [8]. La evolución temporal de cada una de las densidades de las especies es controlada por la correspondiente ecuación de equilibrio estadístico. También hemos calculado la función de distribución de la energía de los electrones (EEDF) para obtener las tasas de las reacciones que involucran procesos de impacto electrónico. Por último hemos obtenido el impacto térmico de streamers de sprite a través de la ecuación de conservación de la energía. Las ecuaciones de balance químico, la ecuación de transporte de Boltzmann en estado estacionario y la ecuación de balance energético se han resuelto de forma autoconsistente.

### 3. Resultados

Los paneles a, b y c de la Figura 1 muestran la evolución de la densidad de electrones en el rango de alturas estudiadas como consecuencia del paso de un streamer de sprite con diferentes afterglows de corriente (5 ms, 50 ms y 100 ms respectivamente).



**Figura 1.** Evolución en tiempo y en altura de la densidad de electrones (paneles superiores) y de la densidad de  $O^-$  (paneles inferiores) debido a un streamer de sprite con corriente de afterglow de 5 ms ((a)-(d)), 50 ms ((b)-(e)) y 100 ms ((c)-(f)).

En los tres casos estudiados podemos apreciar un aumento de entre 4 y 5 órdenes de magnitud en la densidad de electrones por encima de 65 km en la cabeza del streamer debido a la ionización del  $N_2$  y  $O_2$  por impacto electrónico directo, ya que el campo eléctrico reducido supera el umbral de ruptura dieléctrica ( $> 120$  Td). Cuando el campo

eléctrico desciende por debajo de este umbral, la concentración de electrones vuelve a crecer en un factor 6 debido al desprendimiento (*detachment*) asociativo de  $O^-$  por  $N_2$  (AD)



permaneciendo en valores altos unos pocos segundos por este mecanismo (AD), y decreciendo después (cuando el campo eléctrico cae a valores cercanos a cero) a valores ambientales por procesos de recombinación con  $O_4^+$ . Por debajo de 65 km la concentración de electrones puede aumentar entre 8 y 11 órdenes de magnitud como consecuencia de la fuerte ionización de  $N_2$  y  $O_2$ .

La densidad del ion  $O^-$  está íntimamente relacionada con la concentración de electrones. En los instantes del paso de la cabeza del streamer, la densidad de  $O^-$  puede aumentar entre 5 y 14 órdenes de magnitud a 80 km y 50 km respectivamente. El mecanismo principal de producción de  $O^-$  es el attachment disociativo de  $O_2$



Cuando el campo eléctrico decae por debajo de 60 Td, la densidad de  $O^-$  decrece por el *detachment* asociativo de  $O^-$  by  $N_2$  (1) produciendo  $N_2O$ . Este descenso en la concentración de  $O^-$  está íntimamente relacionado con el segundo aumento (factor 6) de la concentración de electrones por el proceso (1). En los estadios finales de la simulación, cuando el campo eléctrico cae a cero la densidad de  $O^-$  vuelve a valores ambientales debido a procesos de *detachment* asociativo con  $CO$  y con  $O_2$ .

### Referencias

- [1] C. T. R. Wilson, Proc. Phys. Soc. London, 37, 32D, (1925).
- [2] R. C. Franz, R. J. Nemzek, J. R. Winckler, Science, 249, 48, (1990).
- [3] D. D. Sentman, H. C. Stenbaek-Nielsen, M. G. McHarg, J. S. Morrill, J. Geophys. Res. (Atmos.), 113, D11, 112, (2008).
- [4] Y. Hiraki, Y. Kasai, H. Fukunishi, Atmospheric Chemistry and Physics, 8, 3919, (2008).
- [5] C. F. Enell, et al. Annales Geophysicae, 26, 13, (2008).
- [6] F. J. Gordillo-Vázquez, J. Phys. D, 41 (23), 234016, (2008).
- [7] F. J. Gordillo-Vázquez, J. Geophys. Res. (Space Phys.), 116, A09, 319, (2010).
- [8] F. C. Parra-Rojas, A. Luque, F. J. Gordillo-Vázquez, J. Geophys. Res. (Space Phys.), submitted (2015).
- [9] A. Luque, V. Ratushnaya, U. Ebert, J. Phys. D, 41 (23), 234005, (2008).

# Investigación del estado térmico actual de Marte, a partir de modelos de producción de calor y flujo térmico

Laura M. Parro (1), Alberto Jiménez-Díaz (1,2) y Javier Ruiz (1)

(1) Departamento de Geodinámica, Universidad Complutense de Madrid, 28040 Madrid, Spain ([Imparro@ucm.es](mailto:Imparro@ucm.es))

(2) Instituto de Geociencias, IGEO (CSIC, UCM), 28040 Madrid, Spain

Para entender el estado térmico actual del subsuelo marciano es preciso conocer valores de temperatura y flujo térmico. Como no existen medidas de flujo térmico directas para Marte, comúnmente se utilizan métodos indirectos basados en la relación del estado térmico de las rocas litosféricas, y su resistencia mecánica; que proporciona información sobre la formación de regiones de diferentes edades, y sobre la evolución térmica del planeta (1). Aquí proponemos el desarrollo de un nuevo modelo global de flujo térmico superficial de Marte.

Esta investigación se desarrolla dentro del proyecto UPWARDS (*Understanding Planet Mars With Advanced Remote-sensing Datasets and Synergistic Studies*), que es parte del programa Horizonte 2020 financiado por la Unión Europea. Los objetivos principales de este proyecto persiguen la revisión y exploración de los datos de las próximas misiones a Marte, como pueden ser la misión europea *Mars Express*, o la misión *InSight* a cargo de la NASA. En conjunto, los diferentes estudios e investigaciones del proyecto UPWARDS buscan tener una comprensión integrada de todo el sistema del planeta, desde la subsuperficie hasta la atmósfera superior.

La litosfera no sólo se calienta por el calor del interior del planeta, sino también por la desintegración de los elementos radiactivos que contiene. Por tanto, para el estudio del estado térmico actual de Marte, es preciso elaborar modelos de flujo térmico basados en el espesor de la litosfera y en la producción radiactiva de calor que aporta la corteza y el manto. El flujo térmico total de Marte es la suma del calor generado en la corteza y el flujo térmico procedente del manto,

$$F_{\text{total}} = F_{\text{corteza}} + F_{\text{manto}} \quad (1)$$

A su vez, el flujo térmico de una capa (corteza o manto litosférico) en Marte, puede expresarse como el producto de la producción de calor producida por elementos radiactivos ( $H$ ) y el espesor de esa capa,

$$\begin{aligned} F_{\text{corteza}} &= b_1 H_1 \\ F_{\text{manto}} &= b_2 H_2 \end{aligned} \quad (2)$$

Las abundancias de elementos radiactivos en la superficie de Marte han sido medidas por el instrumento *Gamma-Ray Spectrometer* (GRS) a bordo de *Mars Odyssey 2001*. Los principales isótopos radiactivos medidos en la corteza de Marte son el Torio (232), Uranio (238 y 235) y Potasio (40); denominados elementos generadores de calor (HPEs). Las abundancias de los elementos radiactivos de K y Th se miden directamente, mientras que para obtener los valores de U, es necesario basarse en la asunción  $\text{Th/U} = 3,8$ . Gracias a estas mediciones, es posible calcular la producción de calor de cada isótopo radiactivo ( $h$ ). La producción de calor total en la superficie de Marte ( $H$ ), resulta de la suma de los valores de  $h$  actuales:

$$H = h_{\text{Th232}} + h_{\text{U238}} + h_{\text{U235}} + h_{\text{K40}} \quad (3)$$

La producción de calor varía significativamente a través de la superficie de Marte. Esto se puede observar en el mapa de producción de calor en superficie basado en los datos globales de las abundancias de Th y K obtenidas por GRS (Fig. 1). Para la elaboración de este mapa se han utilizado datos de  $H$  (promediados cada  $5^\circ \times 5^\circ$ ) calculados por (2). El valor más bajo de producción corresponde a  $2,5 \times 10^{-11} \text{ W Kg}^{-1}$ , mientras que el valor más alto de producción de calor en superficie es de  $7,5 \times 10^{-11} \text{ W Kg}^{-1}$  (2).

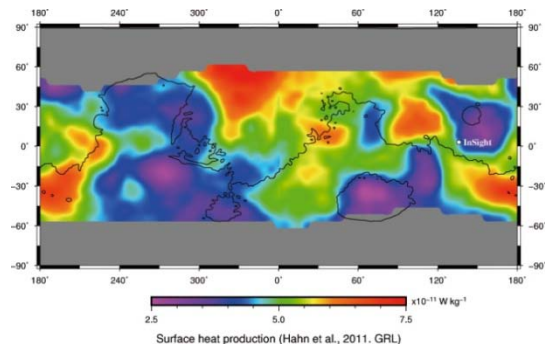


Figura 1. Mapa de producción radioactiva de calor en superficie en Marte. Basado en dato de (2).

Una vez obtenidos los datos de producción de calor actuales, se puede obtener un mapa con los valores de flujo térmico cortical basados en los datos de las abundancias de los elementos radiactivos de GRS por cada  $5^\circ \times 5^\circ$  en la zona ecuatorial del planeta (Fig. 2). Para este mapa hemos calculado un modelo de corteza obtenido a partir del análisis de la topografía y la gravedad siguiendo el procedimiento de la teoría potencial de (3), asumiendo un espesor medio de 50 km, ligeramente superior a modelos previos (4), más acorde con las evidencias geofísicas y geoquímicas (5, 6, 7). Además, se toma un valor medio de densidad de la corteza de  $2,900 \text{ Kg m}^{-3}$ , y una densidad de  $3,500 \text{ kg m}^{-3}$  para el manto litosférico, consistente con los modelos de composición para un manto enriquecido en hierro; valores ampliamente utilizados para Marte (1, 6, 8, 9).

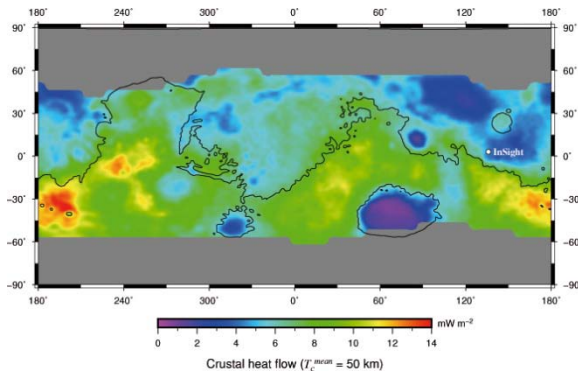


Figura 2. Mapa de la componente cortical del flujo térmico.

En nuestro modelo, el valor medio del flujo térmico de la componente cortical sería de  $7,04 \text{ mW m}^{-2}$ . Al igual que en el modelo de *Hahn et al.* (2011), el valor más alto correspondería a la zona de Sirenum Fossae ( $14,627 \text{ mW m}^{-2}$ ) y el valor más bajo de  $0,813 \text{ mW m}^{-2}$  se localizaría en Hellas Basin. Para obtener valores de flujo térmico total, es preciso añadir la contribución mantélica de calor. Para este estudio se ha calculado, de manera preliminar, una aportación global del manto de  $9 \text{ mW m}^{-2}$ . Los resultados de la suma de ambos flujos térmicos pueden verse reflejados en la Figura 3, en donde se obtienen valores máximos de flujo térmico de hasta  $24 \text{ mW m}^{-2}$ .

Esta investigación es un paso previo para un estudio más detallado de la variabilidad espacial del flujo térmico actual de Marte, y para localizar y evaluar las zonas específicas de aterrizaje de las próximas misiones *ExoMars 2016, 2018 e InSight*. Precisamente, en las figuras 2 y 3, correspondientes al flujo térmico, se ha representado la zona en la que se prevé que aterrizará *InSight*, localizada en Elysium Planitia ( $3^\circ\text{N}, 150^\circ\text{E}$ ).

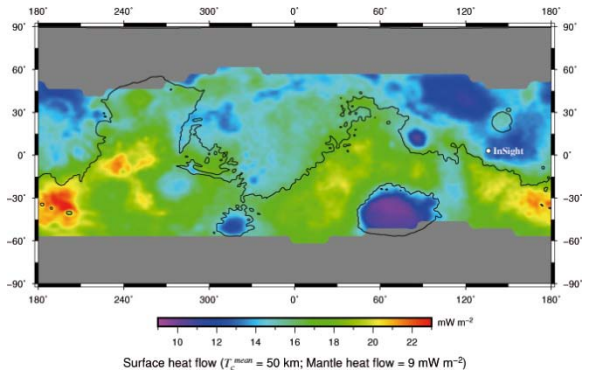


Figura 3. Mapa de flujo térmico superficial, resultado de la suma del flujo térmico cortical y una contribución media del manto de  $9 \text{ mW m}^{-2}$ .

Nuestros resultados sobre el estado térmico actual de Marte, y la correspondiente construcción de estos mapas y modelos, son un primer paso en la caracterización del flujo térmico global y su variación regional.

## Referencias

- [1] J. Ruiz et al. *Icarus* 215, 508-517 (2011)
- [2] B. C. Hahn, S. M. McLennan and E. C. Klein. *Geophysical Research Letters*, Vol. 38, L14203 (2011)
- [3] M. A. Wieczorek and R.J. Phillips. *J. Geophys. Res.* 103, 1715-1724 (1998)
- [4] G. A. Neuman et al. *J. Geophys. Res.* 109, E08002 (2004)
- [5] M. A. Wieczorek and M. T. Zuber *J. Geophys. Res.* 109, E01009 (2004)
- [6] P. J. McGovern et al. *J. Geophys. Res.* 109, E07007 (2004)
- [7] J. Ruiz et al. *Icarus* 203, 47-57 (2009)
- [8] M. T. Zuber. *Nature* 412, 220-227 (2001)
- [9] T. Spohn et al. *Space Sci. Rev.* 96, 231-262 (2001)

# Preliminary modeling studies of lightning in Venus

Francisco J. Pérez-Invernón<sup>(1)</sup>, Alejandro Luque<sup>(1)</sup> y Francisco J. Gordillo Vázquez<sup>(1)</sup>

(1) Instituto de Astrofísica de Andalucía (IAA - CSIC), Glorieta de la Astronomía s/n, 18008 Granada, España

The existence of lightning discharges in clouds on the atmosphere of Venus is still controversial. Some different observations were carried out by Soviet Venera-type spacecraft, but they are not accepted as unequivocal evidences. Furthermore, the Pioneer Venus Orbiter (PVO) searched for optical bursts, but this mission did not find evidence of lightning. Other balloons and spacecrafts did not find lightning events. On the other hand, a ground-based telescope observational campaign by Hansell *et al.* (1) detected seven flashes that could be consistent with lightning. A number of simulations and laboratory experiments have also investigated the possible conditions under which lightning in Venus could take place.

According to these results and to the altitude of Venusian clouds (2), lightning-type discharges may take place between clouds (Cloud to Cloud) or within clouds (Inter Cloud), rather than being cloud-to-ground (CG) as on Earth, resulting in a more difficult optical detection.

## Spacecraft and balloon observations

The Venera 9 spectrometer detected the first optical evidence for lightning in Venus. It recorded 10 to 20 flashes per 10 seconds, but taking into account the instrument response time it was suggested that the intervals could be shorter than 20 ms or the flashes could have a continuous optical emission. Venera 10 did not obtain optical evidences. The estimated power emitted per flash was estimated to be between  $2 \times 10^6$  J and  $7 \times 10^7$  J.

Both Venera 11 and 12 carried out electromagnetic wave observations detecting some bursts of lightning activity composed of pulses in the frequency range between 10 Hz and 55 Hz. These impulses were similar to the radiation of lightning on the atmosphere of the Earth, but with a higher discharge rate.

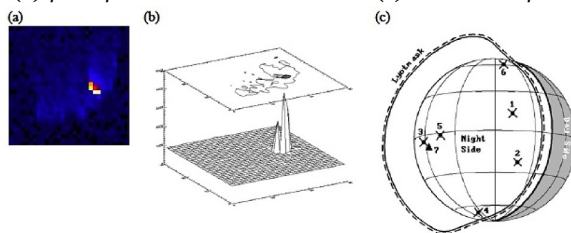
Moreover, Vega 1 and 2 balloons floated in the middle Venusian cloud layer at altitudes between 50 km and 54 km in 1985, but they did not detect any conclusive lightning evidence. The Galileo spacecraft, in 1990, flew by Venus using a Solid State Imaging camera detecting no evidence of discharges, and estimating an upper bound of optical energy per lightning flash of  $4 \times 10^9$  J. The Galileo, PVO (3) and Cassini spacecraft detected some electromagnetic pulses, but they can be attributed to solar

wind interactions with the ionosphere rather than to lightning.

## Ground-based telescope observations

The CCD detector installed by Hansell *et al.* (2) at a 153 cm telescope filtered light around the 777.4 nm (atomic oxygen) and 656.3 nm ( $H_\alpha$ ) lines; it detected six events in the 777.4 nm line and one in the 656.3 nm line, estimating the flashes optical energies from  $7 \times 10^7$  J to  $2 \times 10^9$  J.

Figure 1. Example of the CCD image (a) and its response (b) for a flash detected at 777.4 nm. (c) Locations of all 7



flash events. (1)

More recently (4), the TEXES spectrophotograph at NASA IRTF found three NO lines in the P-branch indicating an amount of nitric oxide in the lower atmosphere of Venus that could be created by lightning events.

## Experiments about laboratory simulated lightning in Venus

Some experiments (5) in laboratory discharges have tried to mimic the atmosphere of Venus in order to determine the lightning spectral region, showing line radiation from atomic O, C and H, with the strong oxygen multiplet at 777.7 nm. Some of these lab results agree with the spectrum found by Venera 9 and with some spectroscopic lines observed by Hansell *et al.* (1).

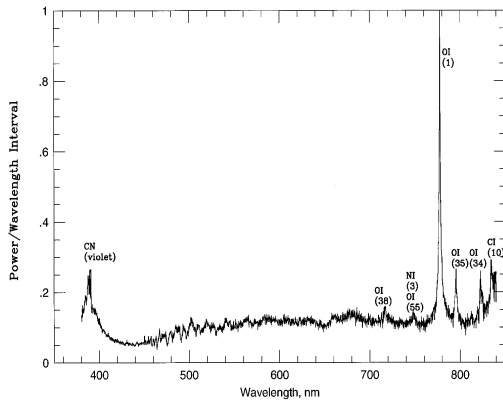


Figure 2. Spectrum of simulated lightning in the Venusian atmosphere at 5 bars. Note the strong oxygen multiplet at 777.7 nm and the weak CN radiation near 390 nm. (5)

### Future directions

The Akatsuki probe (formerly called Venus Climate Orbiter) designed by JAXA (6), has been developed in order to determine, among other goals, the existence or absence of lightning in Venus. It includes a lightning detector (LAC, Lightning and Airglow Camera). Thanks to its high-speed sampling (at 50 kHz for each pixel), it will be able to distinguish an optical lightning flash from other pulsing noises. The lightning measurements will be made in the strong 777.4 nm atomic oxygen line.

Akatsuki was launched in 2010, but it failed its approach to Venus. According to JAXA, a new approach will be attempted in December 2015.

### Streamer simulation in Venus

We propose a study of streamer inception in Venus in order to predict the expected optical emissions and chemical impact of lightning in the atmosphere of this planet. The previously mentioned observations (partly summarized in (7)) and the available experience gained in modeling terrestrial lightning streamers will be used for this purpose (8).

We have started to develop a 1D model based in a modified Scharfetter-Gummel (SG) discretization scheme for electron transport (9) in order to predict the electron dynamics and basic kinetics in the upper atmosphere of Venus when an impulsive electrical field is applied. The model takes into account the available knowledge about the upper-lower bounds related to Venusian lightning discharge optical energies and the altitude of charged clouds where lightning discharges are expected to occur. The model will be firstly developed without photoionization effects. We have included some ionization,

attachment and detachment mechanisms that can create and destroy free electrons.

### References

- [1] Hansell, S. A., Wells, W. K., Hunten, D. M. Optical detection of lightning on Venus. *Icarus*, 117 (2), 345-351 (1995).
- [2] Yair, Y., Takahashi, Y., Yaniv, R., Ebert, U., Goto, Y. A study of the possibility of sprites in the atmospheres of other planets. *Journal of Geophysical Research: Planets (1991–2012)*, 114 (E9) (2009).
- [3] Russell, C. T. The pioneer Venus mission. *Venus and Mars: Atmospheres, Ionospheres, and Solar Wind Interactions*, 225-236 (1992).
- [4] Krasnopolsky, V. A. A sensitive search for nitric oxide in the lower atmospheres of Venus and Mars: Detection on Venus and upper limit for Mars. *Icarus*, 182 (1), 80-91 (2006).
- [5] Borucki, W. J., McKay, C. P., Jebens, D., Lakkaraju, H. S., Vanajakshi, C. T. Spectral irradiance measurements of simulated lightning in planetary atmospheres. *Icarus*, 123 (2), 336-344 (1996).
- [6] Takahashi, Y., Yoshida, J., Yair, Y., Imamura, T., Nakamura, M. Lightning detection by LAC onboard the Japanese Venus climate orbiter, Planet-C. In *Planetary Atmospheric Electricity* (pp. 317-334). Springer New York (2008).
- [7] Borucki, W. J. Comparison of Venusian lightning observations. *Icarus*, 52 (2), 354-364 (1982).
- [8] Luque, A., Gordillo-Vázquez, F. J. Mesospheric electric breakdown and delayed sprite ignition caused by electron detachment. *Nature Geoscience*, 5 (1), 22-25 (2012).
- [9] Kulikovskiy, A. A. A more accurate Scharfetter-Gummel algorithm of electron transport for semiconductor and gas discharge simulation. *Journal of computational physics*, 119 (1), 149-155 (1995).



# Meteorological Circulations at Gale Environment Through Rover Environmental Monitoring Station (REMS) Observations and Mesoscale Modeling (MRAMS)

Jorge Pla-García<sup>1,2</sup>, Scot C.R. Rafkin<sup>1</sup> and the REMS and MSL Science teams

<sup>1</sup>Southwest Research Institute, Boulder CO 80302, USA

<sup>2</sup>Departamento de Astrofísica y CC. de la Atmósfera, Universidad Complutense de Madrid, E-28040 Madrid, Spain

## Abstract

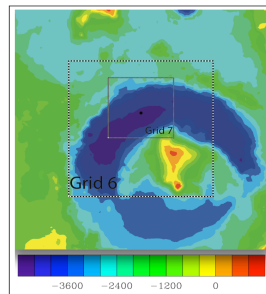
Gale Crater, in which the Mars Science Laboratory (MSL) landed in August 2012, is the most topographically complex area visited to date on Mars. The meteorology within the crater may also be one of the most dynamically complex meteorological environments, because topography is thought to strongly drive the near-surface atmospheric circulations. The Rover Environmental Monitoring Station (REMS) [5] has provided some clues on the nature of the local meteorology strongly influenced by the complex topography, as predicted by numerous previous studies. The types of perturbations of pressure, air and ground temperature and wind measured by REMS have never been observed at other locations and these data provide a great opportunity to test the models at the most meteorological interesting area measured to date. In an effort to better understand the atmospheric circulations of the Gale Crater, the Mars Regional Atmospheric Modeling System (MRAMS) [6] was applied to the landing site region using nested grids with a spacing of 330 meters on the innermost grid that is centered over the landing site. We provide a comparison of MRAMS predictions for pressure, air temperature, winds and ground temperature, to the REMS data available at the location of the Rover for sols 51-55 ( $L_s=180$ ), sols 195-199 ( $L_s=270$ ), sols 348-352 ( $L_s=0$ ) and sols 541-545 ( $L_s=90$ ), in order to provide a baseline of model performance. Pressure and ground temperature provide the most robust parameters with which to test the model predictions (Figures 2 and 3).

## 2. Circulations at Gale

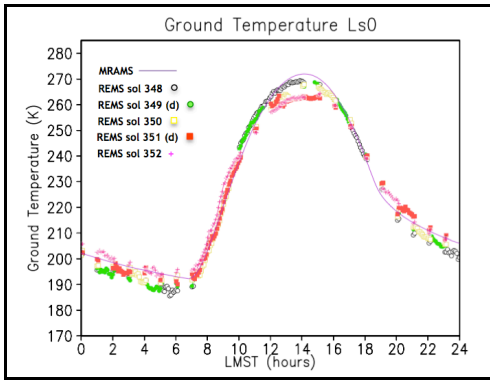
Simulations with MRAMS indicate thermal and wind thermal signatures associated with slope flows, katabatic winds, and nocturnal mixing events that are consistent with the rover environment monitored by REMS. Some pressure structures are shown both in model and observations during  $L_s=270$  at night, and

could be related to strong downslope winds (Figure 3). Potential temperature studies allows thermal comparison of air at different altitudes, showing evidence for two distinct air masses—one in the bottom of the crater (a relatively cold dense air mass) and one on the plateau, that produces minimal interaction with one another during  $L_s=0, 90$  and  $180$ . Warm air from south overrides the crater and gravity waves are formed in the north rim (Figure 5). An exceptional case is season  $L_s=270$ , when colder air from north plateau (downslope winds) can flush out crater air mass and northern hemisphere air make it into the bottom crater in a massive push of cold air (Figures 4 and 5). If there are indeed two distinct air masses, there are strong implications for dust, water vapor and chemical (including methane) cycles within Gale Crater. The air within Gale should be drier and less dusty due to more limited mixing with the environment and limited dust lifting due to dust devils during  $L_s=0, 90$  and  $180$ . There are strong indications that there is a complex interplay between circulations over a large range of spatial and temporal scales. In particular, the modeling will demonstrate that global (Hadley cell), regional (Mars dichotomy) and local (Gale crater) circulations must all be considered in order to explain the observational data. Complex crater circulations resulting from adding all scales of motion (Figure 6).

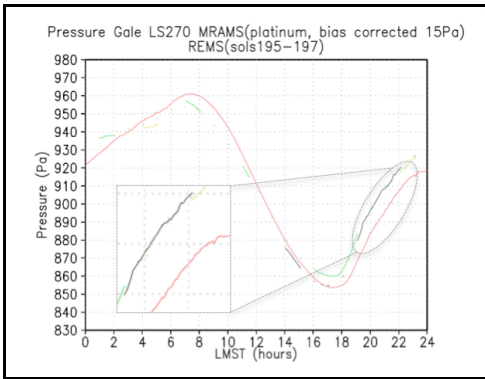
## 3. Figures



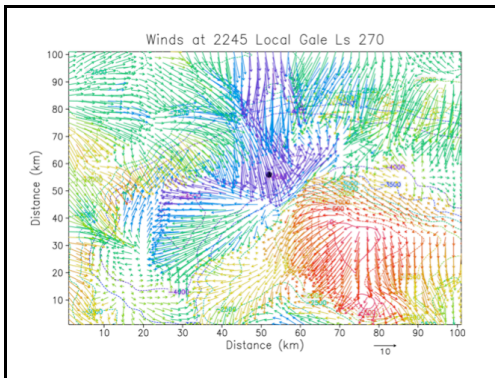
**Figure 1:** Horizontal Grid Spacing applied to landing site. The black dot is Curiosity landing site location.



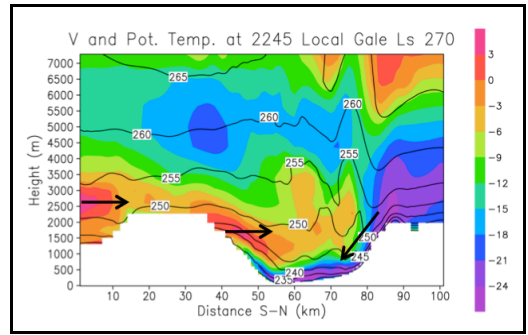
**Figure 2:** Comparison of MRAMS predictions to Gale diurnal temperature cycle measured by REMS in sols 348-352 ( $L_S=0$ ). “d” are rover driving sols.



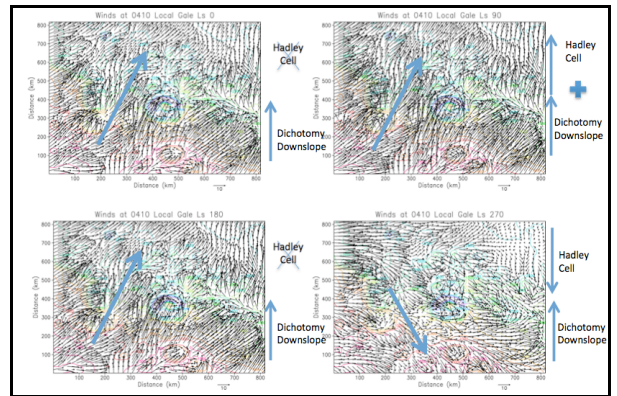
**Figure 3:** Comparison of MRAMS predictions to the diurnal pressure cycle measured by REMS in sols 195-197 ( $L_S=270$ ).



**Figure 4:** MRAMS model predictions of night winds (katabatic) colored by potential temperature for sol 197 ( $L_S=270$ ). The black dot is the Curiosity location.



**Figure 5:** Winds colored by potential temperature in cross section. Strong downslope (katabatic) winds at  $L_S=270$  along north rim during the night.



**Figure 6:** Multiscale scenario. Air flowing into crater originates from Southern Hemisphere for all seasons except  $L_S=270$  where global winds (northern) are fighting against regional dichotomy (downslope) winds during the night.

## References

- [1] Rafkin, S. C. R., and T. I. Michaels (2003), *J. Geophys. Res.*, 108(E12), 8091.
- [2] Michaels, T. I., and S. C. R. Rafkin (2008), *J. Geophys. Res.-Planets*, 113.
- [3] Toigo, A. D., and M. I. Richardson (2003), *J. Geophys. Res.*, 108(E12), 8092.
- [4] Tyler, D., J. R. Barnes, and E. D. Skillingstad (2008), *J. Geophys. Res.-Planets*, 113(E8).
- [5] Gómez-Elvira, J., et al. (2012), *Space Science Reviews*, 170(1-4), 583-640.
- [6] Rafkin, S. C. R., R. M. Haberle, and T. I. Michaels (2001), *Icarus*, 151, 228-256.
- [7] Rafkin, S. C. R., M. R. V. Sta. Maria, and T. I. Michaels (2002), *Nature*, 419, 697-699.
- [8] Haberle, R.M., Murphy, J.R., Schaeffer, J., 2003. *Icarus* 161, 66-89.

# Activación del Main-Belt Comet 313P/Gibbs

F.J Pozuelos (1), A. Cabrera-Lavers (2,3), J. Licandro (2,3), y F. Moreno (1)

- (1) Instituto de Astrofísica de Andalucía, CSIC, Granada. España.  
(2) Instituto de Astrofísica de Canarias, Tenerife. España  
(3) Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna, Tenerife. España.

En este trabajo presentamos los últimos resultados obtenidos en nuestros análisis de polvo aplicados a Cometas del Cinturón Principal. Históricamente, esta región del Sistema Solar estaba poblada de asteroides. Es en 1996 cuando se detecta en dicha región, por primera vez, un objeto de apariencia cometaria [1]. Desde entonces se han identificado ya dieciocho miembros de esta nueva clase de objetos [2], siendo el mayor interrogante su mecanismo de activación. Mientras la actividad de unos ha sido asociada a eventos impulsivos, como colisiones o rupturas rotacionales [3], en otros se ha mostrado una actividad sostenida en el tiempo, cuya causa más probable parece ser la sublimación de hielos [4]. Es precisamente esta última opción la que provoca que estos objetos tengan tanto interés, ya que podría existir relación entre el agua de los océanos de la Tierra y los hielos de agua que producen dicha actividad. Debido a las altas temperaturas de la Tierra cuando se estaba formando, está ampliamente aceptado que hizo falta una fuente de agua externa para llenar nuestros océanos. Los cometas fueron considerados como los mejores candidatos de esta teoría, pero medidas de la proporción de isótopos de Deuterio e Hidrógeno han mostrado que estos valores son mayores en los cometas que en los océanos terrestres. La existencia de agua en el Cinturón Principal no es una sorpresa, se han observado líneas de absorción en muchos asteroides de esta región, atribuidas a la presencia de minerales hidratados y hielo de agua ha sido detectado en (24) Themis.

El último MBC descubierto ha sido el 313P/Gibbs, através del Catalina Sky Survey llevado a cabo con un telescopio Schmidt de 0.68 m, el 24 de septiembre de 2014. Presentaba entonces una estrecha cola de 10". Además, su órbita, así como sus propiedades dinámicas, fueron establecidas como típicamente asteroidales, lo que identificó finalmente a este objeto como MBC. Nuestro estudio se basa en observaciones llevadas a cabo en el Gran Telescopio Canarias (GTC), durante las noches del 29 de septiembre, 4 de noviembre y 16 de diciembre de 2014. A estas observaciones le aplicamos nuestro código de Monte Carlo, el cual nos permite determinar los parámetros de polvo como función de la distancia heliocéntrica. Dichos parámetros son la producción de polvo, velocidad de eyección de las partículas, tamaños máximos y mínimos de las partículas

eyeccionadas, el índice de potencias de la distribución de tamaños y el patrón de emisión. Este código ha sido usado satisfactoriamente en numerosos trabajos [5] y [6]. En este código la velocidad de eyección de las partículas viene parametrizado por:

$$v(\beta) = v_0 \beta^\gamma$$

Donde  $\beta$  es la relación entre el coeficiente de presión de radiación y tamaño y densidad de las partículas, y  $v_0$  y  $\gamma$  parámetros a ajustar durante el modelado.

En nuestro estudio proponemos tres modelos, atendiendo a tres valores diferentes de  $\gamma$  : 1/2, 1/8 y 1/20. Para cada uno de ellos buscamos el mejor ajuste posible variando el resto de parámetros implicados. El procedimiento general es partir del escenario más simple, e ir variando los parámetros hasta que se encuentre un ajuste aceptable para todas las observaciones. De los tres modelos propuestos, el modelo que mejor ajuste proporciona es el que se corresponde con  $\gamma = 1/8$ . En la figura 1 se muestra una comparativa de los tres modelos propuestos.

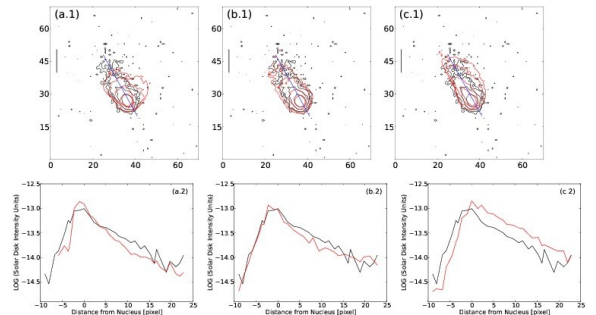


Figura 1. Comparación de los diferentes modelos propuestos en nuestro estudio para el día 4 de noviembre. (a.1) y (a.2) se corresponden con  $\gamma = 1/2$  ; (b.1) y (b.2) con  $\gamma = 1/8$  ; y (c.1) y (c.2) con  $\gamma = 1/20$  .

El mejor modelo encontrado indica que el patrón de emisión es isotrópico, con los tamaños de las partículas

en un rango de 0.1 a 2000 micras. Las velocidades de eyección, para partículas de 100 micras, variando entre 0.4 y 1.9 m/s y con una cantidad total de polvo emitida de  $3.4 \times 10^6$  kg. Según este modelo, la emisión de polvo comenzó el 1 de agosto (rh=-2.396 AU) y alcanzó su máxima producción de polvo el 21 de septiembre (rh=+2.395 AU). Por tanto, el MBC 313P se mantuvo activo durante, al menos, cuatro meses. Además, el modelo muestra que al comienzo de la emisión, las partículas tenían los tamaños más pequeños (0.1 micra), pero que las velocidades de eyección eran aproximadamente iguales que en el momento de máxima producción. Esto parece indicar que la actividad es debida, probablemente, a la sublimación de hielo de agua, desencadenada en primer lugar por un evento impulsivo como una pequeña colisión. En la figura 2 se muestra la evolución de los parámetros de polvo y en la figura 3 el ajuste de este modelo a todas las observaciones disponibles.

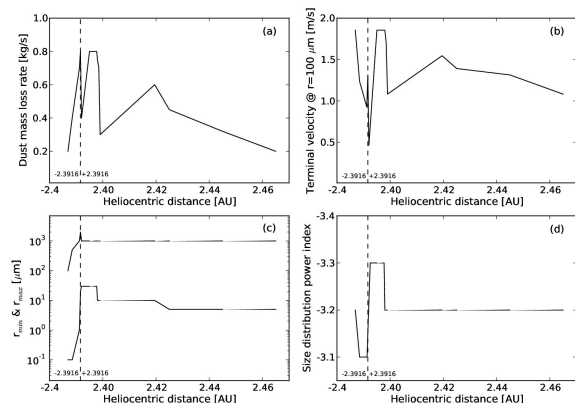
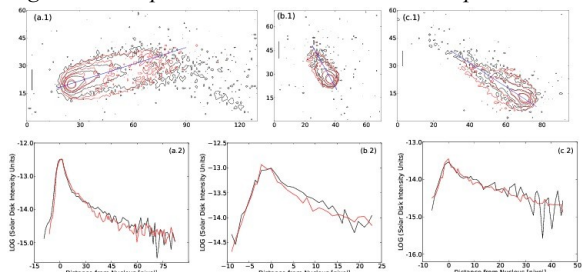


Figura 2. Evolución de los parámetros de polvo para el modelo correspondiente a  $\gamma = 1/8$ . (a) producción de polvo; (b) velocidad de eyección para partículas de 100 micras; (c) tamaños máximos y mínimos de las partículas; y (d) índice de potencias de la distribución de tamaños.

Figura 3. Comparación entre el modelo correspondiente a



$\gamma = 1/8$  y las observaciones realizadas con el GTC. (a.1) y (a.2) 21 de septiembre; (b.1) y (b.2) 4 de noviembre; (c.1) y (c.2) 16 de diciembre.

En términos generales, los resultados obtenidos, están en acuerdo con los publicados recientemente por [7] y [8]. Además, este MBC es el tercero (los otros dos son 133P/Elst-Pizarro y 238/Read) que muestra una actividad recurrente al pasar por su perihelio, ya que fue pre - descubierta en 2003, como muestran imágenes de archivo publicadas por [5], siendo este el indicador más firme para considerar la sublimación de hielos como la causa más probable de la actividad.

A pesar de las evidencias de que algunos MBC tienen una actividad relacionada con la sublimación de hielos, a día de hoy no se ha detectado espectroscópicamente la presencia de agua en ellos. Esto hace que esta teoría este incompleta. Un escenario alternativo ha sido propuesto por [9], donde la activación es debida a una pequeña colisión y la actividad sostenida en el tiempo es causa de la agitación interna que este choque produce sobre el objeto. Harán falta más estudios para poder determinar finalmente cual es el mecanismo de activación de estos cuerpos.

Este estudio ha sido mandado para su publicación el 26 de Marzo de 2015 a The Astrophysical Journal.

## Referencias

- [1] H. Hsieh, D. Jewitt, and Y. Fernandez. ApJ 127, 2997-3017 (2004).
- [2] D. Jewitt, H. Hsieh, and J. Agarwal. ArXiv, 1502.02361 (2015).
- [3] F. Moreno, J. Licandro, C. Alvarez-Iglesias et al. ApJ 781, 118 (2014).
- [4] D. Jewitt, M. Ishiguro, H. Weaver et al. AJ 147, 117 (2014).
- [5] F. Moreno, F. Pozuelos, F. Aceituno et al. ApJ 752, 136 (2012).
- [6] F. Pozuelos, F. Moreno, F. Aceituno et al. A&A 568, A3 (2014).
- [7] D. Jewitt, J. Agarwal. N. Peixinho et al. AJ 149, 81J (2015).
- [8] H. Hsieh, O. Hainaut, B. Novakovic et al. ArXiv 1501.03873 (2015).
- [9] G. Tancredi. LPI Contributions, 1667, 6202 (2012).

# Caracterización del Sistema Planetario HD95086

F.J Pozuelos (1), Z. Modroño (1), J.R. Rodon (1), y J.C. Suarez (1,2)

(1) Instituto de Astrofísica de Andalucía, CSIC, Granada. España.

(2) Departamento de Física Teórica y del Cosmos, Universidad de Granada, Granada. España.

En los últimos años el número de exoplanetas, descubiertos gracias a misiones como Kepler y Corot, ha crecido a un ritmo vertiginoso. A día de hoy son más de 1800 exoplanetas confirmados. Además, muchos de éstos los encontramos formando sistemas planetarios. Describir las características dinámicas de estos sistemas es ya, hoy día, posible gracias al desarrollo computacional y al uso de integradores numéricos tipo MERCURY [1]. Estos estudios nos permiten obtener la evolución dinámica, a lo largo del tiempo, de uno o varios planetas, acotar los posibles valores de los parámetros planetarios como la masa, excentricidad, inclinación, semieje mayor etc. Siendo también posible inferir la presencia de más planetas aún no detectados.

Ejemplos de estos estudios son los llevados a cabo sobre el sistema planetario HR8799, formado por cuatro gigantes tipo Júpiter (observados de forma directa) con dos discos de Debris. En dichas investigaciones ([2] y [3]), se ha mostrado que la configuración más estable se debe a una resonancia tipo 1:2:4:8, y que los escenarios más estables son producidos por orbitas de baja excentricidad ( $e < 0.2$ ). En la figura 1 se muestra un mapa de estabilidad para diferentes configuraciones perteneciente al estudio publicado por [2].

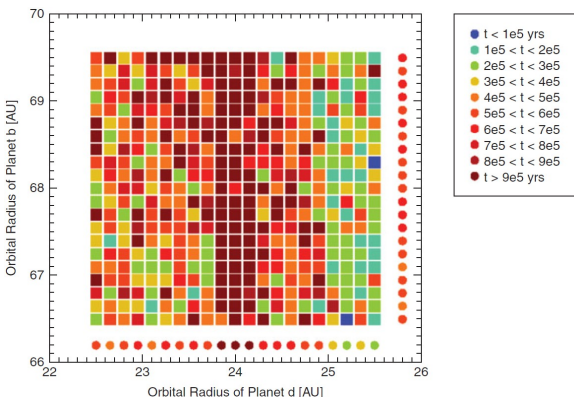


Figura 1. Mapa de estabilidad dinámica para el sistema planetario HR8799. El código de colores determina el tiempo durante el cual la configuración correspondiente es estable.

En este trabajo nos centraremos sobre el sistema planetario HD95086, el cual se considera que podría ser un análogo a HR8799. Esto se debe a que muestra dos discos de Debris, uno caliente, a unas 6 AU y otro frío, a unos 64 AU [4], y un sólo planeta detectado de entre 3 y 7  $M_J$  a una distancia orbital de entre 55 y 61 AU [5]. Un estudio reciente [6] sobre los discos de Debris presentes en este sistema concluye que es necesario la presencia de más planetas para poder explicar sus distribuciones. En dicho estudio se proponen siete configuraciones, variando número de planetas, masas y excentricidades (ver figura 2).

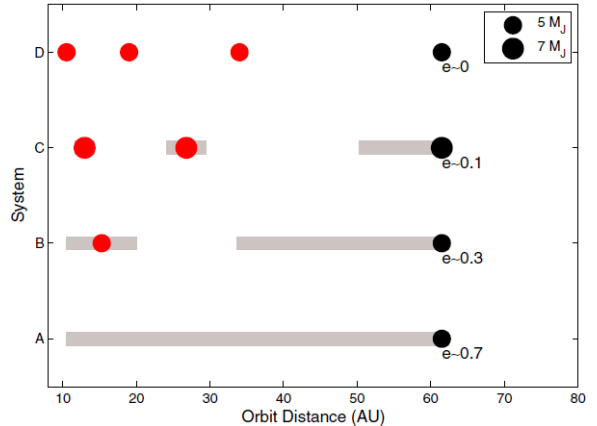


Figura 2. Configuraciones estudiadas por [6] para el sistema planetario HD95086.

En el estudio que estamos llevando a cabo, se están analizando las estabildades dinámicas de estas siete configuraciones dadas en [6], más otras no tenidas en cuenta por los autores. Variamos el número de posibles planetas existentes entre uno y cinco, así como sus masas, excentricidades y semiejes mayores. El número total de escenarios que abarcamos ronda los trescientos.

## Referencias

[1] J.E. Chambers. MNRAS 304, 793-799 (1999).

[2] J. Marshall, J. Horner, and A. Carter. IJA 9, 259-264 (2010).

[3] B. Contro, R. Wittenmayer, J. Horner et al. ArXiv 1502.02315 (2015).

[4] A. Moór, P. Ábrahám, Á. Kóspál et al. ApJ 775:L51 (2013).

[5] J. Rameau, G. Chauvin, A.-M. Lagrange et al. ApJ 779:L26 (2013)

[6] K. Su, S. Morrison, R. Malhotra et al. ApJ 799, 146 (2015).

# Soluciones computacionales para la simulación de sistemas planetarios.

J.R. Rodón (1), F.J. Pozuelos (1), J.C. Suárez (1,2) y Zaira M. Berdiñas (1)

(1) Instituto de Astrofísica de Andalucía, CSIC, Granada. España.

(2) Departamento de Física Teórica y del Cosmos, Universidad de Granada, Granada. España.

La computación aplicada a la astrofísica ha supuesto un gran avance en los últimos años. Gracias a ello hoy día se pueden abarcar problemas que hasta hace muy poco estaban fuera de nuestro alcance. Un ejemplo de esto son los estudios llevados a cabo sobre dinámica planetaria. El tiempo de integración en estos trabajos debe ser similar a la edad de la estrella que alberga el sistema, siendo del orden de miles de millones de años en estrellas tipo Sol. Es éste el principal factor limitante a la hora de hacer estudios en este campo.

En este trabajo mostraremos el procedimiento a través del cual optimizamos los recursos computacionales disponibles que nos permiten desarrollar integraciones de gran complejidad y duración, logrando así mayor rigor en el estudio. El integrador numérico que usamos es del tipo N-Body, concretamente el paquete MERCURY [1] ofrece varios de estos integradores, siendo el más conveniente para nuestros objetivos el Híbrido [2]. Este integrador combina un algoritmo simpléctico de segundo orden, cuya principal característica es la gran velocidad de computación, más un algoritmo Bulirsch-Stoer, el cual tomará el control de la integración cuando se produzcan fuertes interacciones gravitatorias debido a dos cuerpos muy cercanos.

En concreto, estamos realizando estudios sobre el sistema planetario HD95086, el cual cuenta con dos discos de Debris y un planeta confirmado tipo Júpiter [3]. Estudios recientes [4] proponen la existencia de más planetas en este sistema para poder explicar su estructura y estabilidad.

La naturaleza del problema implica, no sólo, la necesidad de la computación actual, sino además, una optimización de los recursos disponibles. Estructuras computacionales alternativas a un ordenador personal se hacen necesarias para poder desarrollar el estudio en un tiempo razonable.

Para la realización de estos estudios se han utilizado distintas infraestructuras computacionales de diversa naturaleza como pueden ser servidores de computación dedicados (tipo HPC), clusters computacionales o plataformas distribuidas de tipo Grid o

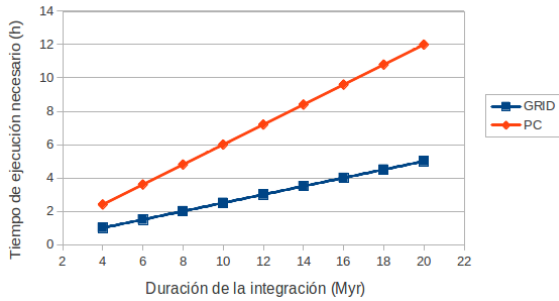
Cloud. En el caso de ésta última, es necesario el uso de herramientas para manejar grandes volúmenes de datos y elementos de computación. Para ello hemos elegido el paquete de herramientas GSG [5] que, además de cubrir éste cometido, también facilita el uso de este tipo de plataformas para usuarios con un perfil no estrictamente técnico.

La ventaja del uso las infraestructuras citadas con anterioridad es que se reduce considerablemente el tiempo de realización de estas simulaciones, que con el uso de ordenadores personales se antoja excesivamente alto.

Pero, aún usando estas plataformas, nos encontramos con que existen simulaciones de sistemas inabarcables computacionalmente y por ello hemos realizado una serie de optimizaciones mediante herramientas de paralelización del código. De esta forma se puede abarcar mayor número de escenarios posibles.

Gracias a estas optimizaciones, y tal como se puede observar en la Figura 1, existen mejoras considerables en el tiempo de ejecución al usar infraestructuras de computación alternativas frente a la ejecución de simulaciones en un ordenador personal de rendimiento medio (3,2 Ghz, 4 Gbyte de RAM y 1 Tbyte de almacenamiento).

Figura 1. Tiempo consumido por un PC y por



infraestructura Grid para estudiar la evolución de un sistema planetario formado por 100 cuerpos menores (sin masa), un planeta tipo Júpiter y un planeta tipo Tierra, durante 20 Millones de años.

Los pasos siguientes, una vez obtenidas las mejoras por el uso de infraestructuras distribuidas, es estimar cual es el límite de las simulaciones tanto en el tiempo de integración como en el número de pruebas a realizar.

## Referencias

- [1] . J.E.Chambers and F.Migliorini AAS., 29, 1024.(1997)
- [2] J.E. Chambers. MNRAS 304, 793-799 (1999)
- [3] F.J Pozuelos et al. CPESS4, (2015)
- [4] K.Y.L Su et al. ApJ 799,146 (2015)
- [5] J.R. Rodón et al. IBERGrid, pp. 333. (2011)



# Un enorme y muy alto penacho en el limbo de Marte

A. Sánchez-Lavega<sup>1,2</sup>, A. García Muñoz<sup>3</sup>, E. García-Melendo<sup>1,4</sup>, S. Pérez-Hoyos<sup>1,2</sup>, J. M. Gómez-Forrellad<sup>4</sup>, C. Pellier<sup>5</sup>, M. Delcroix<sup>5</sup>, M. A. López-Valverde<sup>6,2</sup>, F. González-Galindo<sup>2,6</sup>, W. Jaeschke<sup>7</sup>, D. Parker<sup>8</sup>, J. Phillips<sup>9</sup>, and D. Peach<sup>10</sup>

<sup>1</sup>Departamento de Física Aplicada I, E.T.S. Ingeniería, Universidad del País Vasco, Alameda Urquijo s/n, 48013Bilbao, Spain. <sup>2</sup>Unidad Asociada Grupo Ciencias Planetarias UPV/EHU- IAA (CSIC), Spain. <sup>3</sup>European Space Agency, ESTEC, 2201 AZ Noordwijk, The Netherlands. <sup>4</sup>Fundació Observatori Esteve Duran, Montseny 46, 08553 Seva (Barcelona), Spain. <sup>5</sup>Commission des observations planétaires, Société Astronomique de France, France. <sup>6</sup>Instituto de Astrofísica de Andalucía, CSIC, Granada, Spain. <sup>7</sup>Association of Lunar and Planetary Observers, West Chester, Pennsylvania, USA. <sup>8</sup>Association of Lunar and Planetary Observers, Cayo Largo, Florida, USA. <sup>9</sup>Association of Lunar and Planetary Observers, Charleston, SC 29401, USA. <sup>10</sup>British Astronomical Association, Burlington House, Piccadilly, London W1J 0DU. UK.

## Introducción

Imágenes del borde del disco de Marte (limbo o terminador) tomadas con diferentes misiones espaciales en órbita alrededor de Marte y con telescopios en la Tierra y en el Espacio, muestran en ocasiones la presencia de nubes y nieblas y de partículas de polvo en suspensión [1]. Las nubes más altas (cristales de CO<sub>2</sub> y H<sub>2</sub>O) alcanzan alturas de hasta 100 km, mientras que el polvo transportado desde la superficie, rara vez se extiende por encima de los 50 kms de altura [2]. En este trabajo presentamos observaciones que muestran la detección de un penacho en el terminador de Marte en Marzo y Abril de 2012 que de acuerdo con nuestro análisis alcanzó los ~ 250 kms de altura. Presentamos asimismo las diferentes hipótesis que hemos explorado para interpretar el fenómeno, si bien todas ellas llevan al límite las condiciones conocidas de la alta atmósfera del planeta.

## Observaciones

El penacho marciano fue observado por primera vez el 12 de Marzo 2012 por astrónomos aficionados de varios países con telescopios de entre 25 y 40 cm de diámetro con cámaras de filmación rápida (“lucky imaging”) y filtros B, G, R [3]. Fue seguido por un total de 19 observadores entre el 12 y el 23 de Marzo siendo detectado solo sobre el terminador (amanecer de Marte) pero no en el meridiano central ni en el limbo (anochecer). El penacho estaba ubicado aproximadamente entre las latitudes 39°S y 50°S y longitudes Oeste 190° y 201° sobre la región de Terra Cimmeria, ocupando una extensión horizontal entre 500 y 1.000 km (Figuras 1 y 2). Un segundo penacho fue observado entre el 6 y el 16 de Abril con propiedades semejantes. La época de formación del fenómeno corresponde a la longitud solar (posición orbital) Ls = 85-90° (comienzo del invierno en el hemisferio Sur).

## Altura del penacho

Hemos medido la altura máxima del penacho sobre el terminador en las mejores imágenes tomadas por diferentes observadores a lo largo de varios días y en particular los

días 20 y 21 de Marzo a medida que el penacho rotaba con el planeta.

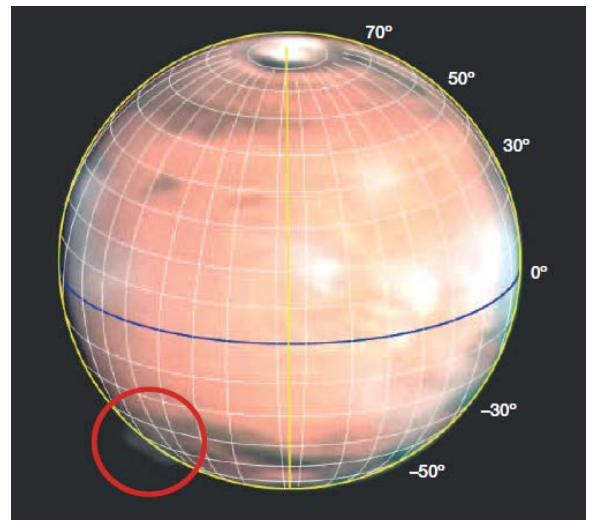


Figura 1. Localización del penacho marciano muy alto el 21 de Marzo de 2012

La perspectiva de observación nos ha permitido ajustar las medidas de la altura máxima a un modelo de penacho homogéneo rotante para la geometría de observación de Marte. De las medidas directas y de la comparativa con el modelo deducimos que la parte más alta de la nube alcanzó una altura de entre 200 y 250 kms (Figura 3), algo totalmente inusual y nunca antes observado en Marte.



Figura 2. El penacho marciano en detalle observado el 21 de Marzo 2012 a diferentes horas por diferentes observadores.

## Fotometría

Hemos calibrado fotométricamente la reflectividad del penacho en las bandas espectrales B (azul), G (verde), R (rojo) usando diferentes regiones de Marte como patrón de reflectividad. Además, con el fin controlar y calibrar este resultado, hemos medido la reflectividad espectral de un penacho semejante que fue observado el 17 de Mayo de 1997 en el ecuador de Marte con el HST (Figura 4) para el existen imágenes tomadas entre los 255 nm y 1042 nm, si bien desafortunadamente para este caso no es posible determinar con precisión la altura que alcanzó.

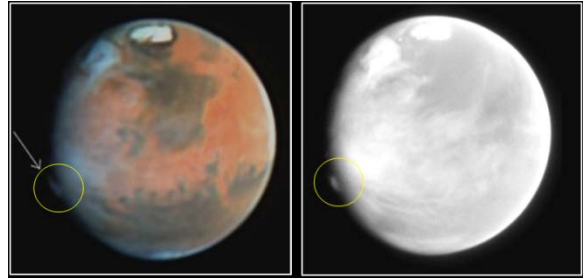


Figura 4. Penacho en el terminador de Marte observado con el Telescopio Espacial Hubble el 17 Mayo 1997 (composición color – filtro ultravioleta)

Ambas hipótesis desafían nuestro conocimiento actual de la alta atmósfera de Marte lo que indica que se requiere por lo tanto de nuevas interpretaciones o versiones mejoradas de las anteriores.

## Agradecimientos

Trabajo realizado bajo proyecto AYA2012-36666, FEDER, Grupos Gobierno Vasco IT765-13 y UPV/EHU UFI11/55. El grupo IAA (CSIC) está financiado por el MINECO con proyecto CONSOLIDER ASTROMOL CSD2009-00038 and AYA2011-30613-CO2-1. F.G.-G. agradece el contrato por el CSIC JAE-Doc cofinanciado por el fondo social europeo.

## Referencias

- [1] Mättänen, A. et al., A complete climatology of the aerosol vertical distribution on Mars from MEx/SPICAM UV solar occultations. *Icarus* 223, 892–941 (2013).
- [2] Heavens, N. G. et al. The vertical distribution of dust in the Martian atmosphere during northern spring and summer: observations by the Mars Climate Sounder and analysis of zonal average vertical dust profiles. *J. Geophys. Res. Planets* 116, E04003 (2011).
- [3] Sanchez-Lavega A. et al., An extremely high-altitude plume seen at Mars' morning terminator. *Nature* 518, 525–528 (2015).

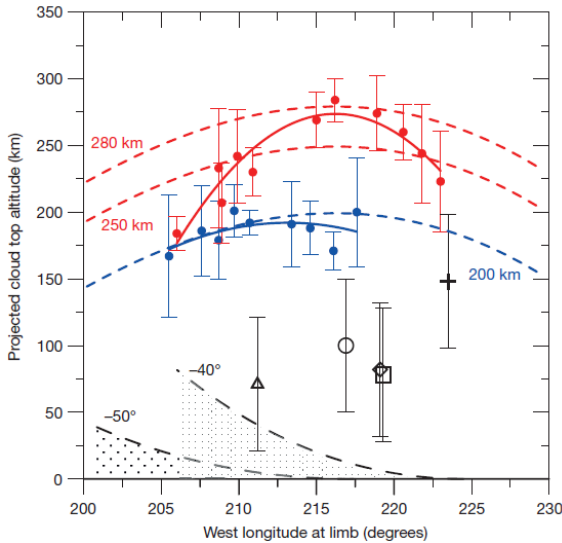


Figura 3. Altura del penacho marciano sobre el terminador de Marte los días 20 (puntos y línea roja) y 21 (puntos y línea azul) de Marzo 2012 a medida que el planeta rotaba. El modelo de altura viene representado por las líneas de trazos. Los demás puntos muestran medidas en diferentes días y la proyección de la sombra de Marte sobre el terminador (línea negra trazos y sombreados).

## Interpretación

Hemos explorado dos posibles escenarios para interpretar la naturaleza del penacho, que fuera una nube de condensados de hielo ( $\text{CO}_2$  o de  $\text{H}_2\text{O}$ ), de polvo elevado desde la superficie, o bien un fenómeno emisoro de carácter auroral ya que el penacho emergió sobre una región anómala del campo magnético superficial. El ajuste fotométrico mediante un modelo de transporte radiativo de la luz solar reflejada bajo geometría esférica, indica que de ser un condensado debería estar formado por finas partículas de 0.1 micras de tamaño. Las curvas de presión de vapor para esos compuestos favorecerían el hielo de agua y descartan el polvo como posible constituyente del penacho. El modelo auroral requeriría de energías inmensas, no esperables en Marte.

# Variabilidad fotométrica del cometa C/2012 S1 (ISON) a 4.8 UA del Sol

P. Santos-Sanz (1), J. L. Ortiz (1), N. Morales (1), R. Duffard (1), F. Pozuelos (1), F. Moreno (1), and E. Fernández-Valenzuela (1)

(1) Instituto de Astrofísica de Andalucía-CSIC, Glorieta de la Astronomía s/n, 18008 Granada

El cometa C/2012 S1 (ISON) fue observado durante seis noche en febrero de 2013 cuando se encontraba a 4.8 Unidades Astronómicas (UA) del Sol. A esa distancia del Sol el cometa no presentaba mucha actividad por lo que era posible -al menos teóricamente- detectar variaciones fotométricas debidas a la rotación del propio núcleo cometario. Para conseguir este objetivo se hizo fotometría diferencial de la coma interna del cometa para diferentes radios de apertura.

Las observaciones se llevaron a cabo utilizando el telescopio de 0.77-m (f/3) del observatorio astronómico de La Hita (Toledo). Dicho telescopio está dotado con una CCD de  $4\text{ k} \times 4\text{ k}$  que consigue una imagen estelar de gran campo. Sobre estas imágenes se hizo la fotometría de apertura con el fin de obtener la variación relativa de la magnitud del cometa en función del tiempo. A partir de esta variación relativa se obtuvo también la variación en magnitud R del cometa usando estrellas de calibración presentes en las imágenes. La fotometría así obtenida fue analizada usando el método de Lomb-Scargle [1,2] con el fin de buscar periodicidades directamente relacionadas con la rotación del núcleo.

La curva de luz obtenida a partir de nuestra fotometría es bastante “plana” con una amplitud entre picos de  $0.03 \pm 0.02$  magnitudes. Del análisis del periodograma obtenemos un período de rotación (simple pico) para el núcleo del cometa ISON de  $14.4 \pm 1.2$  horas (ver Figura 1), aunque hay otras posibles soluciones que serán discutidas.

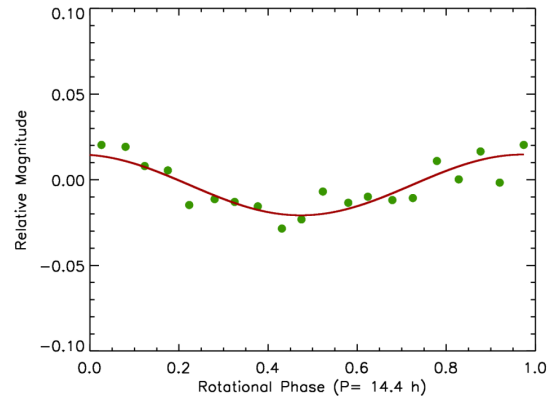


Figura 1. Curva de luz rotacional del cometa ISON faseada usando el período de 14.4 horas encontrado. La curva roja es el ajuste de Fourier a un término obtenido del cual derivamos la amplitud. Cada punto verde tiene un error de  $\sim 0.015$  mag. Figura adaptada de [3]

## Referencias

- [1] Lomb, N. R., *Ap&SS*, 39, 447 (1976).
- [2] Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., & Flannery, B. P., *Numerical recipes*, 2nd edn (Cambridge: University Press) (1992).
- [3] P. Santos-Sanz, J. L. Ortiz, N. Morales et al. *Astronomy & Astrophysics* 575, A52 (2015).

# Estudio de Nubes y Función de Fase en la Atmosfera de Saturno en Regiones Ecuatoriales y Latitudes Medias (época de la GWS) y Regiones Polares (Onda Hexagonal) Mediante Imágenes Cassini/ISS

José Francisco. Sanz-Requena (1), Santiago Pérez-Hoyos (2) y Agustín Sánchez-Lavega (2)

(1) Dto. de Ciencias Experimentales. Universidad Europea Miguel de Cervantes. Valladolid.

(2) Dto. De Física Aplicada I. E.T.S. Ingenieros. Universidad del País Vasco. Bilbao.

En este trabajo presentamos un modelo de la estructura vertical nubosa y las características ópticas del aerosol en dos regiones diferenciadas del hemisferio Norte de Saturno. Por un lado está la región comprendida entre  $5^\circ$  y  $60^\circ\text{N}$  correspondiente a la época de la erupción de la GWS a finales del 2010 y por otro lado la región abarcada entre  $70^\circ$  y  $90^\circ\text{N}$ , con datos del 2013, donde está incluida la Onda Hexagonal. El análisis está basado en la medida fotométrica de la reflectividad de estas regiones utilizando los filtros BL1, MT2, CB2 y MT3 (451, 727, 752 y 890 nm) para la región ecuatorial y latitudes medias y los filtros UV1, BL1, VIO, MT2, CB2 y MT3 (258, 451, 727, 752 y 890 nm) para la región polar. En ambos casos estos filtros cubren dos bandas de absorción del metano y un continuo intermedio.

Una parte importante de este trabajo es el estudio y comportamiento de la función de fase, lo cual permite caracterizar los aerosoles atmosféricos, ya que toma diferentes valores en función del tamaño medio, forma, propiedades ópticas y otras características similares según el ángulo de scattering o dispersión. Por ejemplo, a medida que el radio de la partícula se aproxima al de la longitud de onda incidente o la supera, la probabilidad de dispersión de la radiación en la dirección del haz incidente aumenta notablemente, mientras que la retrodispersión disminuye. En este trabajo estudiamos la función de fase de las partículas que se pueden encontrar en la troposfera del hemisferio norte de Saturno usando una función de fase sintética doble de Henyey-Greenstein.

Podemos ver en la Figura 1 el comportamiento de esta función de fase sintética doble de Henyey-Greenstein (2HG) comparada con una función de Mie. Esta comparativa nos da información sobre el tamaño de las partículas.

Para la región ecuatorial y latitudes medias utilizamos imágenes de Cassini/ISS calibradas en reflectividad absoluta y adquiridas a lo largo del año 2011 con ángulos de fase comprendidos entre  $20.55^\circ$  y  $113.27^\circ$  mientras que para la región polar donde está incluida la

onda hexagonal hemos utilizado imágenes del año 2013 con ángulos de fase entre  $5.48^\circ$  y  $124.45^\circ$ .

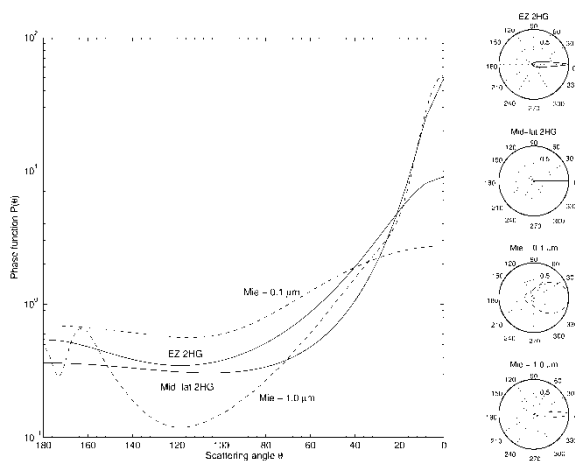


Figura 1. Función de fase según el ángulo de scattering para una función de fase sintética 2HG para la región ecuatorial y latitudes medias comparada con una función de fase de Mie para partículas de  $0.1$  y  $1 \mu\text{m}$ .

La información que extraemos de este trabajo es muy importante para los modelos de desarrollo dinámico. De esta manera los datos de reflectividad utilizados construyen las propiedades y estructura vertical de la niebla estratosférica y de la niebla troposférica de Saturno. Los resultados de las observaciones fotométricas son consistentes con un modelo de dos capas de nieblas y una nube semiinfinita cuyas propiedades se ajustan. Además estos resultados señalan distintas alturas de las nubes y propiedades microfísicas de las partículas.

## Referencias

[1] A. Sanchez-Lavega et al. Deep winds beneath Saturn's upper clouds from a seasonal long-lived planetary-scale storm. *Nature* 475, 71-74 (2011).

[2] A. Sanchez-Lavega et al. The long-term steady motion of Saturn's Hexagon and the stability of its enclosed jet-stream under seasonal changes. *Geophys. Res. Lett.*, **41**, 1425-1431(2014)

# Relevancia de la flotabilidad del metano en la superficie de Tritón

M.A. Satorre (1), R. Luna (1), M. Domingo (1), C. Millán (1) y C. Santonja (1)

(1) Centro de Tecnologías Físicas, Universitat Politècnica de València, España

La superficie helada de Tritón es compleja en cuanto a su composición y distribución. Aunque está dominada por hielo de nitrógeno, también están presentes, monóxido de carbono, metano, dióxido de carbono y agua. Inicialmente se pensaba que estas moléculas podrían encontrarse en terrenos diferenciados, uno de ellos formado por volátiles ( $\text{CH}_4$ ,  $\text{CO}$  y  $\text{N}_2$ ) y otros con los menos volátiles,  $\text{CO}_2$  y  $\text{H}_2\text{O}$  (1). Las evidencias observacionales han hecho que sea necesario modificar estas distribuciones añadiendo una zona donde esté el  $\text{CH}_4$  puro. Este hecho plantea una gran dificultad: se sabe que Tritón se encuentra en el interior de la magnetosfera de Neptuno y controla sus regiones externas (2) y se ha demostrado que la irradiación del metano (3) produce otros hidrocarburos de cadena más larga. La irradiación sufrida por la superficie a lo largo del tiempo hace que no sea factible la existencia de metano puro en ella excepto si éste proviene de una fuente desde el interior del satélite (4).

En el laboratorio hemos encontrado que la densidad de hielos de metano (aunque para pequeños espesores) es aproximadamente la mitad que la del nitrógeno (5) y también que, en las mezclas de metano-nitrógeno puede incluso ser menor que la media ponderada (6).

Ice	$\rho$ ( $\text{g cm}^{-3}$ ) ( $\pm 0.01$ )
$\text{CH}_4$	0.47
$\text{N}_2$	0.94

Tabla 1. Valores de densidades de metano y nitrógeno puros, obtenidos en el laboratorio.

A partir de estas densidades se puede extraer el valor teórico de la mezcla de ambos componentes en diversas proporciones. Sin embargo, el hecho de que ambos cristalicen en sistemas distintos hace que la densidad obtenida experimentalmente no coincida con la que se podría calcular teóricamente asumiendo que se cumple una relación de proporcionalidad.

En la Figura 1 se muestra los datos de densidad obtenidos experimentalmente, para mezclas de nitrógeno y metano en diferente proporción.

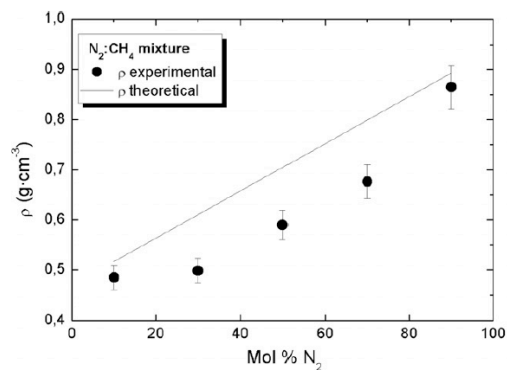


Figura 1. Densidad de la mezcla metano-nitrógeno. 100% nitrógeno puro.

La diferencia de densidad podría hacer que el metano puro surgiese a la superficie en zonas que presenten las condiciones adecuadas. Dado que la molécula dominante en la superficie helada es el nitrógeno, es posible que el metano que surge coexistiese mezclado con nitrógeno. Como se ve en la figura, si la proporción de nitrógeno es inferior al 40 %, la flotabilidad se sigue manteniendo. Siendo éste un porcentaje superior al esperado ya que las características espectrales de la superficie de Tritón sugieren una fuente de metano puro.

## Agradecimientos

El trabajo ha sido realizado con fondos del Ministerio de Economía y Competitividad (FIS2013-48087-C2-2-P)

## Referencias

- [1] D.P. Cruikshank, T.L. Roush, T.C. Owen et al. *Science* 261, 742-745 (1993).
- [2] S.M. Krimigis, C.O. Bostrom, A.F. Cheng et al. *Science* 246, 1483-1489 (1989).
- [3] G.A. Baratta et al. *Nucl. Instr. Meth. B* 209, 283-287 (2003).
- [4] W.M. Grundy, L.A. Young, J.A. Stansberry et al. *Icarus* 205, 594-604 (2010).
- [5] M.Á. Satorre, M. Domingo, C. Millán et al. *Planet. Space Sci.* 56, 1748-1752 (2008).
- [6] R. Luna, M.Á. Satorre, M. Domingo et al. *Icarus* 221, 186-191 (2012).

# Estudio de la adsorción de glicina en carbono amorfo hidrogenado (HAC)

V. Timón, R. Escribano, O. Gálvez, B. Maté, V.J. Herrero e I. Tanarro.

(1) Instituto de Estructura de la Materia, IEM-CSIC, Serrano 123, 28006 Madrid, España

El carbono amorfo hidrogenado (HAC o a-C:H) es una forma desordenada compleja de carbono consistente en una mezcla de estructuras tipo diamante con hibridación  $sp^3$  y tipo grafitico o aromático con hibridaciones  $sp^2$  que presenta una asombrosa diversidad de propiedades.

Por otro lado, la glicina, que es el aminoácido más pequeño y el único no quiral, como componente fundamental de péptidos y proteínas, viene descrita como una de las sustancias precursoras de la vida, junto al resto de aminoácidos. Se puede presentar en tres diferentes formas (neutra, aniónica y catiónica).

Desde un punto de vista astrofísico, el HAC se ha considerado como un laboratorio análogo al de nanopartículas carbonáceas cósmicas presentes en el medio interestelar (ISM), debido a que estos materiales son una componente muy importante de polvo interestelar [1]. Es por ello que las moléculas interestelares pueden haber desempeñado un papel fundamental en la química prebiótica de la Tierra. Esto nos invita a pensar en posibles materiales de transporte espacial, y de entre ellos los HAC donde la glicina puede ser adsorbida. Éste es el objetivo de la presente comunicación, es decir, mostrar cómo mediante el uso de metodologías teóricas basadas en la simulación de sistemas atómicos, pueden estudiarse los procesos de adsorción de glicina en una superficie de tipo HAC. Para ello se hace uso de métodos DFT implementados en el código CASTEP [2], así como de medidas experimentales en el laboratorio por espectroscopia IR.

Este estudio nos permite comprender de una forma bastante exacta las interacciones biomolécula (en sus diferentes formas)/superficie a escala atómica y relacionarlo con su comportamiento en los granos de polvo interestelar. A este fin, en primer lugar se modela la superficie HAC tomando como referencia un esquema similar al utilizado por Jacob y col. [3] para una composición tipo *hard*, esto es, con una densidad de  $2.0 \text{ g cm}^{-3}$  y una proporción hidrógeno/ carbono  $H/C_{\text{ratio}} = 0.43$ .

A partir de ahí se van añadiendo moléculas de glicina a la superficie carbonada hasta un máximo de 12. Los resultados indican que para una adsorción de glicina muy baja, esto es una molécula, como se muestra en la Figura 1, la conformación más favorable se obtiene cuando la glicina se sitúa perpendicular a las superficies HAC en

su estado neutro (NG). Además se calcula la energía de adsorción de dicha molécula sobre la superficie del carbonáceo mediante la fórmula (1):

$$E_{\text{ads}} = E(\text{adsb}+\text{adsbato}) - (E_{\text{adsb}} + E_{\text{adsbato}}) \quad (1)$$

donde  $E_{\text{ads}}$  es la energía de adsorción del adsorbato sobre el adsorbente,  $E(\text{adsb}+\text{adsbato})$  es la energía total del adsorbato con el adsorbente,  $E_{\text{adsb}}$  la energía total del adsorbente y  $E_{\text{adsbato}}$  la energía total del adsorbato. Se obtiene un valor de  $E_{\text{ads}} = -0.41 \text{ eV}$ , similar al encontrado en grafeno  $-0.40 \text{ eV}$  [4].

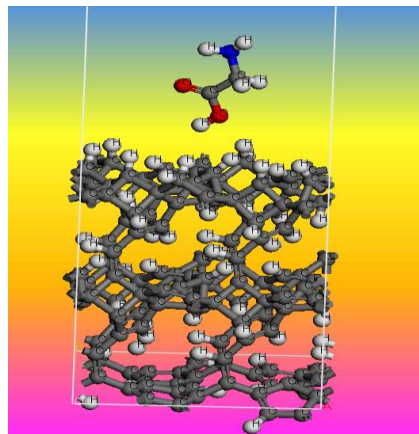


Figura 1. Estructura de una molécula de glicina neutra adsorbida sobre el modelo de superficie a-C:H.

A medida que vamos añadiendo más moléculas de glicina a la superficie, partiendo de glicina en estado neutro, se produce la transformación de algunas de ellas a su forma zwitteriónica (ZG), hasta llegar a ser todas ellas zwitterionicas para un máximo de 12. Se ha calculado igualmente la energía de adsorción de todas ellas, resultando que algunas configuraciones son favorables a ser adsorbidas y otras no. La más favorable desde el punto de vista energético resulta ser la que se obtiene partiendo de cuatro moléculas de glicina, todas NG, y convergiendo a una estructura final en la cual una de ellas se transforma en la forma ZG, permaneciendo las otras tres en su forma NG sobre la superficie carbonácea, como se muestra en la Figura 2. El espectro IR de esta estructura se ha comparado

con el medido experimentalmente en el laboratorio como se muestra en la Figura 3.

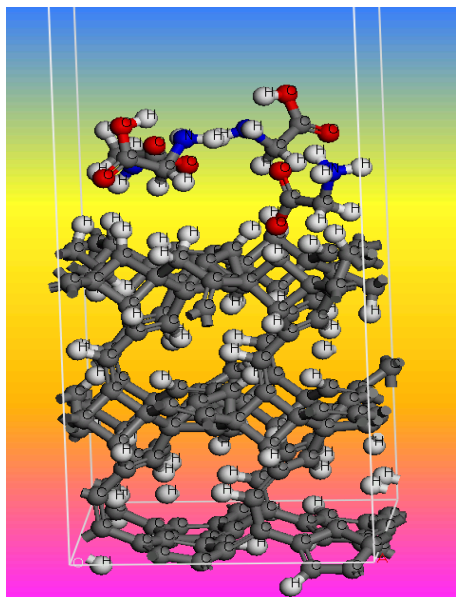


Figura 2. Estructura final resultante de la optimización de cuatro moléculas de glicina adsorbidas sobre el modelo de superficie a-C:H.

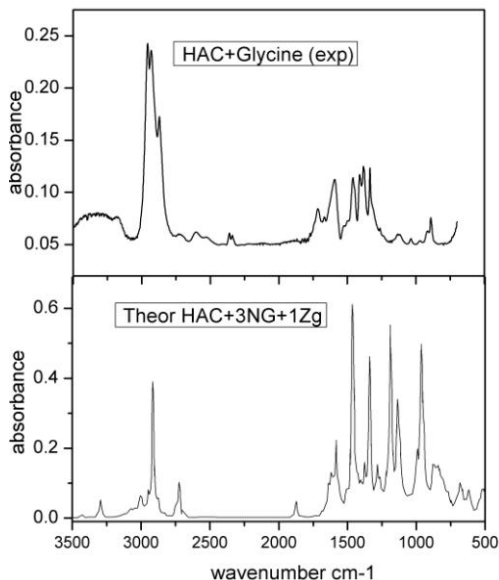


Figura 3. Espectros IR medidos en laboratorio de glicina sobre HAC (arriba) y simulado teóricamente con una configuración final de 3NG y 1ZG, adsorbida sobre una superficie a-C:H.

Como se observa en la figura 3 la concordancia entre el espectro teórico y el experimental es razonable, lo

que nos permite dar validez al modelo atómico de HAC diseñado para llevar a cabo la asignación del espectro experimental IR e igualmente entender mejor la dinámica de adsorción de la glicina sobre este tipo de materiales.

## Agradecimientos

Este trabajo ha sido financiado con el proyecto FIS2013-48087-C2-1-P. Los cálculos se han llevado a cabo en el Centro de Supercomputación de Galicia (CESGA) y en el CTI-CSIC (Cluster Trueno).

## Referencias

- [1] Gadallah, K., H. Mutschke, and C. Jäger, UV irradiation of hydrogenated amorphous carbon (HAC) as a carrier candidate of the interstellar UV bump at 4.6  $\mu\text{m}^{-1}$ . Proceedings of The International Astronomical Union, 2011. **280**.
- [2] Clark, S.J., Segall, M.D., Pickard, C.J., Hasnip, P.J., Probert, M.J., Refson, K., Payne, M.C. (2005). First principles methods using CASTEP. Zeitschrift für Kristallographie 220, 567-570.
- [3] Jacob, W., Surface reactions during growth and erosion of hydrocarbon films. Thin Solid Films, 1998. **326**(1-2): p. 1-42.
- [4] Dragneva, N., W. B. Floriano, D. Stauffer, R. C. Mawhinney, G. Fanchini and O. Rubel (2013). "Favorable adsorption of capped amino acids on graphene substrate driven by desolvation effect." The Journal of Chemical Physics **139**(17), 174711-174717.